

星生成史に基づくモデルによる矮小楕円体銀河の化学進化の研究

著者	本間 英智
学位授与機関	Tohoku University
URL	http://hdl.handle.net/10097/55680

星生成史に基づくモデルによる
矮小楕円体銀河の化学進化の研究

東北大学大学院 理学研究科 天文学専攻
本間英智

要旨

矮小銀河の観測的な性質は、大型望遠鏡とそこで使用する広視野撮像装置や多天体分光装置の活躍により急速に理解が進みつつある。特に、広視野にわたり非常に深い測光観測が実現したことにより、得られた色-等級図の main-sequence turn-off を確認し、矮小銀河の星生成史を詳細に議論できるようになってきた。一方で、矮小銀河の化学進化は、個々の星の金属量を測定することが困難であり、サンプル数が少ないことが課題であった。しかし、Kirby, et al.(2010) が、8つの矮小銀河について合計約 3000 個の星の分光観測を行って金属量や元素組成比を測定したことによりサンプルが飛躍的に増加し、精度のよい金属量分布をもとに化学進化を議論することが現実的なものとなった (Kirby, et al. 2011a, 2011b)。ただし、Kirby, et al.(2011b) の化学進化モデルでは星生成期間がパラメータとして与えられているが、色-等級図から導かれた星生成期間と矛盾する結果となっている。

このような状況を踏まえ、本研究では色-等級図から得られた星生成史に従って化学進化するモデルの構築を行った。従来の化学進化モデルでは多数のモデルパラメータを必要としたが、本モデルでは観測されている星生成史を与えたことにより、(1) ガス質量-星生成率比、(2) 超新星によって系外へ流出するガス量、(3) Ia 型超新星が発生するまでの遅延時間の 3つのパラメータに絞ることができた。

さらに、星生成史と金属量分布の両者が測定されている矮小銀河のうち、Fornax、Sculptor、Leo II、Sextans の 4 銀河についてモデル計算を行い、化学進化モデルから得られる金属量分布と観測の比較を行った。その結果、色-等級図から得られた星生成期間と矮小銀河の金属量分布は矛盾しないことが分かった。また、金属量分布を特徴づけるピークの位置と分布の幅がパラメータにどのように依存しているのか調べ、金属量分布から化学進化モデルのパラメータの範囲を有意に制限できることを示した。ただし、金属量分布だけではモデルパラメータ間の縮退を解くことができず、パラメータの決定には元素組成比を考慮する必要がある。

今回構築した化学進化モデルを応用することで、色-等級図からは再現することが困難な数 Gyr 以上過去の星生成史を観測された金属量分布をもとに明かにする手法を確立できる。また、Ia 型超新星が発生するまでの時間と放出された元素が実際に新たに生まれる星に反映されるまでの時間の差から、星間空間内の元素の拡散の様子を調べることが可能である。本研究では、そのような発展に向けての指針を得ることができた。

目次

1	Introduction	5
1.1	銀河の化学進化	5
1.1.1	原始組成 (Big Bang 元素合成)	5
1.1.2	星内部での元素合成	6
1.1.3	元素の種類	7
1.1.4	Ia 型超新星と α 元素	7
1.2	矮小銀河	9
1.2.1	矮小銀河の種類	9
1.2.2	矮小銀河の力学構造	11
1.2.3	矮小銀河の金属量	11
1.3	現在までの矮小銀河の化学進化に関する研究の状況	13
1.4	本研究の目的	15
2	観測データ	16
2.1	星生成史	16
2.1.1	Fornax	17
2.1.2	Sculptor	19
2.1.3	Leo II	20
2.1.4	Sextans	21
2.2	金属量	23
3	矮小銀河の化学進化モデルの計算	26
3.1	化学進化モデルの構築	26
3.1.1	瞬間的混合近似	26
3.1.2	星生成率	26
3.1.3	星の寿命	27
3.1.4	初期質量関数	28
3.1.5	II 型超新星 (大質量星から放出される重元素量)	28
3.1.6	Ia 型超新星	29
3.1.7	中・小質量星	30
3.1.8	ガスの流入出	30
3.2	モデルの計算	31
3.3	観測との比較方法	33
3.3.1	比較方法のまとめ	34
4	結果	35
4.1	金属量分布	35
4.1.1	Fornax	37
4.1.2	Sculptor	40
4.1.3	Leo II	43
4.1.4	Sextans	47
4.2	元素組成比	51
4.3	結果のまとめ	53

5	考察	54
5.1	各パラメータの金属量分布への影響	54
5.2	観測された金属量分布とモデル曲線	57
5.2.1	星生成史と金属量分布	58
5.2.2	金属量進化史と金属量分布	60
6	まとめ	61
A	補足	63
A.1	化学進化の解析的扱い	63
A.1.1	基礎方程式	63
A.1.2	瞬間的再利用近似 (IRA; Instantaneous Recycling Approximation)	64
A.1.3	瞬間的混合近似 (IMA; Instantaneous Mixing Approximation)	64
A.1.4	Simple model	64
A.1.5	流出モデル	66
A.1.6	流入モデル	67
A.2	Pre-study Model	70
A.2.1	モデルの計算	70
A.2.2	観測との比較方法	70
A.2.3	結果	71
A.2.4	パラメータによる金属量分布への影響	80
A.2.5	Pre-study Model での結論	80
	参考文献	87

1 Introduction

本研究では、矮小銀河の化学進化をモデル計算して観測されている金属量との比較を行い、矮小銀河でのガスの流入出や重元素の循環について何が言えるか調べていく。銀河の化学進化は、星内部での核融合過程やガスの拡散過程、銀河内部の運動や他銀河との相互作用に影響されるため、非常に複雑な過程を経ている。また矮小銀河は暗く淡い天体であるため、元素組成を測定するためには高感度な望遠鏡が必要となる。このような困難が矮小銀河の化学進化を調べるにあたって存在するが、化学進化研究の進展や観測技術の発展によってこれらの困難は解消されつつある。また矮小銀河の化学進化を調べることは、矮小銀河の進化過程を別の角度から検証するという意味を持ち、さらに大きな銀河での進化を理解していくための礎石となり得る。

この節では、まず銀河の化学進化と矮小銀河について概説し、矮小銀河における化学進化の研究状況をまとめる。そしてそれらを踏まえた上で矮小銀河の化学進化研究の問題点を紹介し、本研究の動機と目的について述べる。

1.1 銀河の化学進化

宇宙に存在する元素は、元々はすべて Big Bang 元素合成による 75% の水素、25% のヘリウムとわずかなリチウムとして存在していたと考えられている。しかしガスが集合してその中で星が形成されると、星内部で元素合成が起こり、水素がヘリウム以上の重い元素に作り替えられるようになった。そして約 46 億年前、太陽が形成される際には水素が 70%、ヘリウムが 28%、リチウムより重い元素（「重元素」と呼ぶ）が 2% にまで変化した [25]。この様に宇宙に存在する元素は時間とともに姿を変えており、銀河に含まれている元素の組成はその銀河が宇宙初期からどのような進化を経てきたかを反映している。これを銀河の化学進化と呼ぶ。観測される銀河の化学組成を研究することで、その銀河が観測された時点までに経てきた星生成史やガス（質量）獲得の歴史をひも解くことができると期待される。

しかし銀河の化学進化の研究は、星内部での元素合成過程から宇宙における重力分布までの幅広い分野と関わっているため、銀河の組成がよく測定できるようになった現在でも未解決の謎が残っている。例えば、初期質量関数が時間や場所にどのような依存性を持っているかは、星からの元素放出量や銀河内部の運動の不確定性などによって分かりにくくなっている。また、銀河でのガスの流動についても、超新星の影響や銀河の重力分布の不確定性などによって分かりにくくなっている。

以下では銀河の化学進化を研究するにあたって考慮されていることについて、Audouze J. & Tinsley B.M.(1976)[2] と Pagel B.E.J.(2009)[25] を参考に述べていく。

1.1.1 原始組成 (Big Bang 元素合成)

観測されている銀河の元素組成から進化をひも解くためには、銀河の組成の初期条件が必要となる。現在の宇宙が膨張しているという観測結果から、宇宙初期は超高温・高密度のいわゆる「Big Bang」であったと考えられている。このような状態から宇宙膨張に従って徐々に冷えることで陽子や中性子が形成され、さらにヘリウムや少量のリチウムが合成されたと考えられており、質量比にして水素が 75%、ヘリウムが 25%、重元素が約 0% だけ合成されたと計算されている。これを一般に「原始組成」と呼び、銀河は原始組成のガスから星生成を行ってきた。これ以降、宇宙における元素合成はすべて星中心部での高温・高密度下でしか行われないため、現在観測されるような重元素はすべて星に由来するとみなせる。

ここで元素を質量比で表したが、金属量の示し方には大きく 2 通りある。1 つが、あるガスに含まれる元素を水素、ヘリウム、それ以外の 3 つに分けて質量の割合で表す方法で、それぞれの割合を X , Y , Z で示す。すなわち原始組成の場合は、 $X=0.75$, $Y=0.25$, $Z\sim 0$ のように書く。このとき「 Z 」は「金属量」と呼ばれ

る。また太陽大気の組成は、 $X_{\odot}=0.70$, $Y_{\odot}=0.28$, $Z_{\odot}=0.02$ と見積もられている。” \odot ”は太陽の値であることを示す添字である。X, Y, Z は合計が 1 になるように表記される。もう 1 つは各元素について詳しく示す方法で、1.1.4 節で後述する。以後”X, Y, Z, \odot ”は特に記述しない限りこの様な定義に従って用いる。

1.1.2 星内部での元素合成

宇宙初期以外で元素合成を行える高温・高密度の環境が星の中心部である。星は中心部で核融合反応を起こすことで、自らの質量を支えている。そして中心で反応を起こすための材料が枯渇したとき、星間空間にガスを放出して死を迎える。この放出されたガスには核融合反応によって新たに合成された元素が含まれており、宇宙における金属量は時間とともに増えていくことになる。

星から放出される元素は星の質量に依存しており、大きく 2 つに分けて考えることができる。1 つは $8M_{\odot}$ 以上の重い星から放出される元素であり、もう 1 つは $8M_{\odot}$ 以下の軽い星から放出される元素である。ただし星が寿命を迎えるまでにどのくらい質量を失ったかで進化の仕方が変わるため、” $8M_{\odot}$ ”というのは目安の質量である。星は誕生したときは中心で水素をヘリウムに変える核融合反応を行ってエネルギーを生成している。従って中心部で水素が枯渇して質量が支えられなくなると、ヘリウムを融合させるような反応が起こるまで中心が収縮する。そして約 10^8K になるとヘリウムが炭素になる核融合反応が始まって、質量を支えるようになる。そのヘリウムも中心で枯渇するようになると、中心はさらに収縮し始める。このとき質量の軽い星では中心で炭素の核融合反応が起こる前に電子が縮退してしまうため温度が圧力に比例しなくなり、収縮しても温度が上がらなくなってしまう。結果として中心部には電子の縮退した炭素と酸素でできたコアが形成される。一方外側では、炭素・酸素コアの周りに残っていたヘリウムが爆発的に核融合反応を起こす「ヘリウムフラッシュ」が繰り返されるために、大規模な質量放出が起こっている。その結果、軽い星は元々あった質量の大半を放出して死を迎え、後には電子の縮退した炭素・酸素コアの周りにわずかな水素とヘリウムが残った白色矮星が残されることになる。このような進化を経るため、軽い星で合成されて星間空間に放出される元素はヘリウム・炭素・酸素といった原子番号の小さいものが主になる。

一方で重い星では中心部で電子が縮退する前に炭素の核融合反応が起こるため、それ以降は電子が縮退する条件を満たさないうまより重い元素の核融合反応（ネオン、酸素、ケイ素）が起こり、中心に鉄のコアが形成される。鉄は束縛エネルギーが最も大きく安定な元素であるためそれ以上は核融合反応が起こらない。そのため中心部はエネルギーを生成できずに収縮し続けて高温となり、最終的にはほとんどの鉄が光分解されて陽子と中性子になり、さらに陽子も電子を捕獲して中性子になってしまうため中心部に中性子が縮退したコアが形成される。同時に一連の反応で生成された大量のニュートリノによって外向きの衝撃波が生まれ、その衝撃波によって外層がすべて吹き飛ばされる超新星（II 型、Ib 型、Ic 型）が起こる。結果として重い星は主に II 型超新星となり、II 型超新星からは中心部の核融合反応で合成された鉄までの元素と、超新星爆発の際に発生した大量の中性子が鉄などに捕獲されることで合成される鉄より重い元素が放出される。

このように星から放出される元素の組成比は星の質量によって変わるため、銀河の化学進化は各時代で最も支配的な星種族から放出される元素組成に左右されることになる。一般に重い星ほど寿命が短いため銀河初期の組成は重い星から放出される元素の組成と同じになるが、時間が経つほど軽い星から放出される元素の量も増えてくるため組成は重い星と軽い星が混合されたものになる。例えば中性子捕獲反応の r-過程によって主に合成される元素（Eu、など）は超新星爆発の際に主に合成されるが、s-過程によって主に合成される元素（Ba、など）は軽い星における漸近巨星分枝（AGB; Asymptotic Giant Branch）星段階で合成されるため、両者の比をとると時間とともに r-過程元素より s-過程元素の方が多くなる。このように、銀河の化学組成から進化過程を研究するためには各質量の星から放出される元素組成の精確さが重要な鍵となる。

各質量の星から放出される元素組成については観測・理論の両方から推定がなされているが、採用する組成によって化学進化の結果がやや変わってくる。

1.1.3 元素の種類

現在 100 以上の元素が見つかっており、同位体を含めるとさらに多くの元素が確認されている。各元素で合成過程や半減期が異なるためそれぞれの元素が Big Bang 以後の歴史を反映している。すべての元素について合成過程などがはっきりしているわけではないが、いくつかの元素は主な合成過程が分かっているため、その化学進化的な意味からいくつかの種類に分類されている。

まず「一次元素」と「二次元素」と呼ばれるものがある。一次元素は原始組成の星内部でも合成される元素のことを指し、 ^{12}C や ^{16}O などが挙げられる。星の中心部で、水素の燃焼でヘリウムが合成され、ヘリウムの燃焼で炭素・酸素が合成され、炭素の燃焼でネオン・マグネシウムが合成されていくように、水素とヘリウムを基にして合成される元素を指す。一次元素は銀河進化の初期から星間空間に放出される元素であることから、存在量が大きいほど化学進化が進んでいることを表す典型的な元素としてみなされている。大雑把には一次元素同士の比は一定である。

一方、二次元素は一次元素が存在することで合成される元素であり、 ^{14}N や ^{22}Ne などが挙げられる（一次元素としてのネオンは ^{20}Ne ）。星の中心部で起こる水素燃焼過程には“pp-chain”反応と“CNO-cycle”反応がある。pp-chain では陽子同士が直接反応することでヘリウムが合成されるが、CNO-cycle では炭素・酸素を媒介することで水素がヘリウムになる。その際に ^{14}N も合成されることから、 ^{14}N （二次元素）の合成量は元々あった炭素・酸素（一次元素）の量に依存することになる。結果として二次元素の量は化学進化が進んでから増加するようになり、一次元素と二次元素の量を比較することで化学進化の進み具合を調べる指標となる。大雑把には一次元素と二次元素の比は、一次元素の存在量に比例する。

また“ α 元素”と呼ばれる一次元素がある。具体的には ^{12}C , ^{16}O , ^{20}Ne , ^{24}Mg , ^{28}Si , ^{32}S , ^{36}Ar , ^{40}Ca のことを指し、 α 粒子 (^4He) を基にして合成される。これらの元素は安定でありかつ一次元素であることから、化学進化初期からの情報を含んだ元素として研究されている。

次に「中性子捕獲元素」と呼ばれる元素について紹介する。中性子捕獲元素は、中性子を捕獲し不安定となった元素が β 崩壊を繰り返して安定になるという過程を経て合成される元素であり、鉄より重い元素はこの過程によって主に合成されている。中性子捕獲反応には、 β 崩壊より中性子を捕獲する時間の方が早い r-過程と、中性子を捕獲する時間が遅い s-過程がある。r-過程は主に超新星爆発の際に起こる過程で、星の中心部で鉄が光分解されることで大量に発生した中性子が爆発時に鉄に急速に衝突することで中性子過多の元素が合成される。その後安定な原子核になるまで β 崩壊を繰り返し、中性子捕獲元素となる。このような過程で主に合成される元素に ^{62}Sm , ^{63}Eu , ^{66}Dy などがある [25]。一方で s-過程は主に AGB 星におけるヘリウム対流層で働く過程で、 ^{13}C が ^4He と反応して中性子と ^{16}O になることで生じた中性子が鉄などと反応することで鉄より重い元素が合成されていく。このような過程で主に合成される元素に ^{39}Y , ^{56}Ba , ^{57}La などがある [25]。このように r-過程と s-過程で反応が起こる星や合成される元素が異なることから、r-過程元素と s-過程元素の組成比を見ることで重い星の寄与 (r-過程) が大きいのか軽い星の寄与 (s-過程) が大きいかを判断する材料となる。

1.1.4 Ia 型超新星と α 元素

Ia 型超新星は特異な現象である。先に述べた II 型 (Ib, Ic 型) 超新星は大質量星 ($M \geq 8M_{\odot}$) が寿命を迎える際に中心が質量崩壊して起こる超新星爆発である。一方で Ia 型超新星は白色矮星に何らかの理由で質量降着が起こり、白色矮星の質量がチャンドラセカル限界質量 ($\sim 1.4M_{\odot}$) に至った際に起こる超新星爆発である。中・小質量星 ($M \leq 8M_{\odot}$) は寿命を迎えると質量放出を起こして、電子の縮退圧で支えられた炭素・酸素の白色矮星になる。その後、質量降着などで白色矮星の質量が上昇していくと重力収縮を起こす。しかし電子が縮退しているため圧力と温度は比例しておらず、そのまま収縮しつづけてしまい密度が上昇する。その結果炭素以降の核融合反応が爆発的に進行し、質量の約半分を鉄に変えて爆発を起こす。

爆発を起こすタイミングは、白色矮星が電子の縮退圧で支えることのできる質量の限界（チャンドラセカール限界質量）にほぼ至ったときと考えられている。そのため II 型超新星とは異なる以下のような特徴が挙げられる。

1. チャンドラセカール限界質量で爆発に至るため、超新星の絶対光度は等しい。
2. 鉄の放出量が II 型超新星の約 10 倍である。
3. 白色矮星になってから爆発を起こすため、中・小質量星の寿命と質量降着のための時間が必要である。

1 のような特徴があるため、Ia 型超新星は天体までの距離を測る標準光源として利用されている。ただし化学進化の観点からは 2,3 の特徴が極めて重要になる。

金属量の表記の仕方には、先に示した質量比で示す方法（X, Y, Z をそれぞれ水素、ヘリウム、重元素の質量比で表す方法）と、元素の個数比で示す方法がある。後者の定義は以下になる。

$$[A/B] \equiv \log \left(\frac{(N_A/N_{A,\odot})}{(N_B/N_{B,\odot})} \right) \quad (1)$$

$$= \log \left(\frac{N_A}{N_B} \right) - \log \left(\frac{N_A}{N_B} \right)_{\odot} \quad (2)$$

A, B は元素名であり、 N_A , N_B は A, B の単位体積あたりの個数を表す。したがって、 $[\text{Fe}/\text{H}]=0$ はある天体における鉄と水素の個数比が太陽大気と等しいことを表し、 $[\text{Fe}/\text{H}]=1$ はある天体における鉄と水素の個数比が太陽大気の 10 倍であることを表している。以後、この様な表記による値を「元素組成比」と呼ぶ（“Z” は単に金属量と呼ぶことが多いが、「金属量」が“Z”を指すとは限らない）。II 型超新星の方が放出するガス質量は大きい、その多くが水素（～50%）やヘリウム（～40%）であり鉄（ ^{56}Fe ）は～ $0.07M_{\odot}$ しか放出されないと推定されている [24]。一方で Ia 型超新星では白色矮星が起源となるため水素やヘリウムはほとんど無く、爆発する際の質量 $1.4M_{\odot}$ のほぼ全てが重元素となりその中で鉄（ ^{56}Fe ）は～ $0.6M_{\odot}$ 放出されると推定されている [7]。したがって元素組成比 $[\text{XX}/\text{Fe}]$ は II 型超新星と Ia 型超新星では値が大きく異なるため、観測にその影響が反映される。それを最も典型的に表す元素組成比が $[\alpha/\text{Fe}]$ である。“ α ”は α 元素（O, Mg, Ca, など）を表し、化学進化初期でも星内部で合成され星間空間に放出される元素である。図 1 は天の川銀河の星の $[\text{O}/\text{Fe}]$ と $[\text{Fe}/\text{H}]$ を示した図である。星の大気組成は、（晩年でない限り）星が生成された時代のガスの元素組成を反映していると考えられる。一般に時間とともに水素は重元素に変換されていくため、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ が小さいほど昔に作られた星である。そのため時間が進むことと $[\text{Fe}/\text{H}]$ の値が増加することは、大雑把には同じ意味である（ただし時間の進み方と $[\text{Fe}/\text{H}]$ の増加の仕方は同じではないため、注意が必要である）。これを踏まえて図 1 を見ると、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.6$ 前後で傾向が異なっていることが分かる。 $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$ では $[\text{O}/\text{Fe}]$ の値はおおよそ一定であるのに対して、 $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.6$ では $[\text{O}/\text{Fe}]$ の値が単調減少している。この原因として最も一般的な説明が、Ia 型超新星による鉄の放出である。

銀河の中で最初に化学進化に寄与するのは、寿命の短い大質量星である。すなわち $[\text{Fe}/\text{H}]$ が小さいときは大質量星から放出されるガスの元素組成が星間空間の組成として反映されるため、 $[\text{O}/\text{Fe}]$ の値はおおよそ一定となる。しかしある時代から化学進化に Ia 型超新星の寄与が現れ始めると、星間空間の組成は大質量星と Ia 型超新星の組成が混合したものになる。すなわち、大質量星の組成から Ia 型超新星の組成に移り始める。Ia 型超新星の $[\text{O}/\text{Fe}]$ は大質量星に比べてずっと小さく、かつ鉄を大量に星間空間に放出するため、Ia 型超新星が寄与し始めると図 1 のように単調減少する。

この $[\alpha/\text{Fe}]$ が減少に転じるタイミング（以後「転向点」と呼ぶ）は化学進化を調べる上で重要な情報となる。一般に化学進化過程は、星から放出される重元素量とその時刻に銀河に存在するガスの量に大きく影響される（A.1 節参照）と考えられており、時間と金属量に直接的な関係は無い。しかし Ia 型超新星のように、化学進化に影響が現れるまでの時間と金属量が分かるようなものは、化学進化のタイムスケール

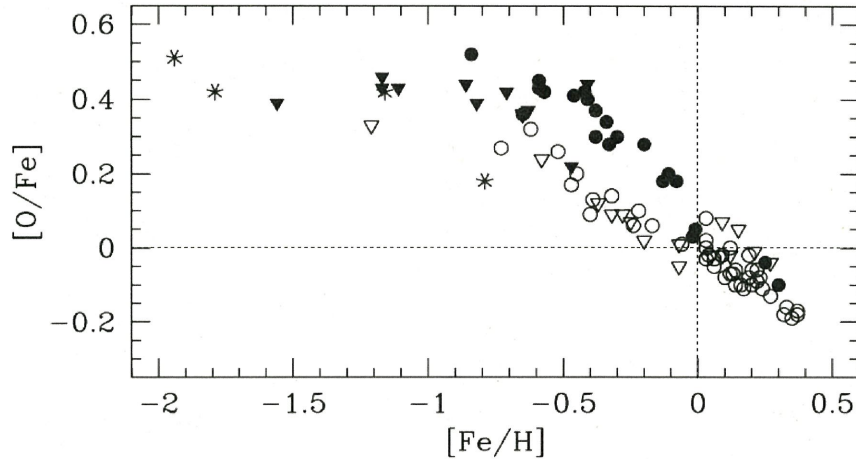


図 1: Pagel B. E. J.(2009)[25] より抜粋。天の川銀河における星の金属量を示した図。黒いプロットが thick disk の星、白抜きのプロットが thin disk の星、アスタリスク (*) がハロー星の金属量をそれぞれ表している。

を調べる指標として使うことができる。すなわち図 1 からは、Ia 型超新星が寄与し始めるまでの時間を τ_{Ia} とすると、銀河が星生成を始めてから金属量が $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.6$ に増加するまでの時間が τ_{Ia} であるということが言える。そのため τ_{Ia} を決定することは、銀河の化学進化を研究する上で重要な意味を持つ。

白色矮星が質量を獲得するプロセスについては、連星として存在する白色矮星に伴星からガスが流れ込むというシナリオと、白色矮星同士が合体するというシナリオが主に考えられており、それぞれで Ia 型超新星となるまでの時間が計算されている。また観測から Ia 型超新星が起き始める時間を調べる試みもなされている。しかし Ia 型超新星を起こすメカニズムによって計算される時間が異なっており、また観測から見積もられる時間にも不確定性が含まれているため、現在でも τ_{Ia} を十分な精度で決定できているとは言えない。

1.2 矮小銀河

大小マゼラン雲に代表されるような矮小銀河は、天の川銀河のような銀河（以後「通常銀河」と呼ぶ）よりスケールの小さな銀河である。銀河の光度関数などから予測されるように、暗く小さい銀河は観測されにくいだけで宇宙に数多く存在していると考えられていた。実際に観測技術の発展によって暗い天体を捉えられるようになると、我々のいる局所銀河群だけでも 30 以上の矮小銀河が見つかるようになった（局所銀河群にいる通常銀河は、天の川銀河とアンドロメダ銀河だけである）。以下では矮小銀河について現在までに研究されていることを、Mateo M.(1998)[22] と Tolstoy E., Hill V. and Tosi M.(2009)[27] を参考に述べていく。

1.2.1 矮小銀河の種類

矮小銀河は歴史的に、B バンド絶対等級 M_B が -16 等より暗く、球状星団より広がった天体としておおよその定義がなされている。その後矮小銀河の詳しい構造が分かるようになってくると、早期型矮小銀河、矮小不規則銀河、blue-compact dwarf(BCD)、ultra-compact dwarf(UCD)、ultra-faint dwarf(uFd) などのような分類がなされていった。ただしこれらは観測された条件のもとでなされた便宜的な分類であり、矮小銀

河間での明確な違いはない。それをよく表しているのが図2である。両図からわかるように矮小銀河の性

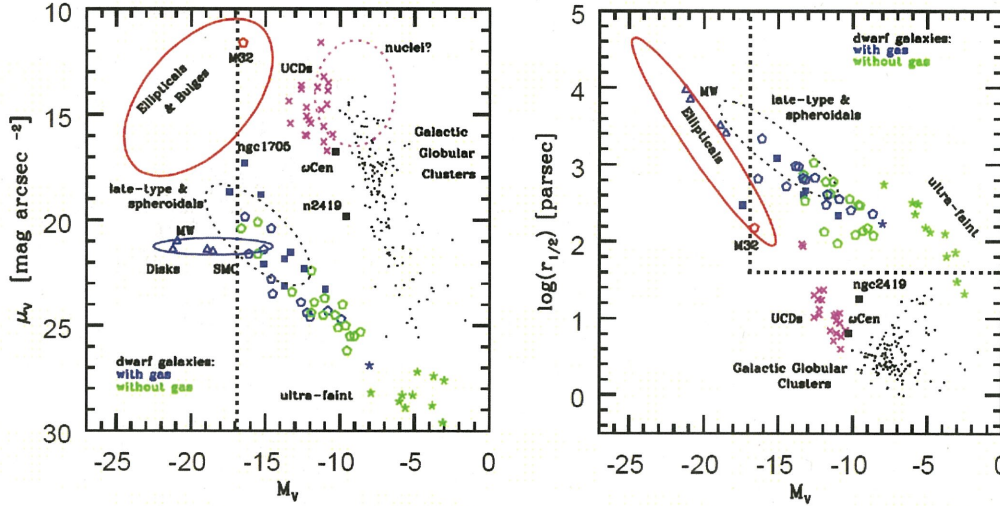


図2: Tolstoy et al.(2009)[27]より抜粋。左が横軸にVバンド絶対等級、縦軸に中心表面輝度をとった図、右が横軸にVバンド絶対等級、縦軸に半光度半径の対数をとった図。両図に示されているプロットは同じ意味を持ち、通常の早期型銀河やバルジ（赤の楕円）、通常の晩期型銀河（青の楕円）、ガスを含んだ矮小銀河（青いシンボル）、ガスをほとんど含まない矮小銀河（緑のシンボル）、ultra-compact dwarf（ピンクのシンボル）、球状星団（黒いシンボル）である。シンボルの形の違いは参照したデータ元の違いを表している。ピンクの点線楕円と黒の点線楕円はそれぞれ銀河中心核と巨大早期型・晩期型成分を表しているが、定義は定かでない。また垂直に引かれた黒の点線は、通常銀河と矮小銀河を区別する便宜的な境界を示している。

質は連続的に変化しており、矮小銀河を明確に区別できる特徴は見られない。ただし両図からは、楕円銀河（通常の早期型銀河）の系列、円盤銀河（通常の晩期型銀河）・矮小銀河の系列、球状星団・UCDの系列に、大きく分かれているように見える。

ここまでで矮小銀河のサイズや面輝度に明確な違いはないことを述べたが、見かけの違いから歴史的に大きく2つに分類されている。

- 早期型矮小銀河（矮小楕円銀河/矮小楕円体銀河/UCD）

見かけの形態が楕円形であり、ほとんどガスを含まず、古い星種族が支配的であり、最近の星生成活動も見られない矮小銀河。ただしUCDのようにコンパクトな天体は分解して観測することが難しいため、星生成史の研究はあまりされていない。矮小楕円銀河（dE; dwarf Elliptical）にはガスがほとんど含まれておらず若い星種族が少ないことから、小さいスケールの楕円銀河と考えられていた。しかし面輝度分布は通常の円盤銀河のような指数関数形を示し、サイズと光度の関係も楕円銀河と異なることから、矮小楕円銀河と楕円銀河は区別して研究されている。またより暗い矮小銀河が見つかり始めると、形態は楕円形であるが面輝度分布やサイズと光度の関係が明らかに楕円銀河と異なるものが見つかり始めた。それらは矮小楕円体銀河（dSph; dwarf Spheroidal）と呼ばれ、dEと同様にガスがほとんどなく古い星種族が支配的である。dEとdSphに明確な違いはなく、現在では両者をまとめて“dE”または“dSph”と呼ぶことが多い。ここでは以後、両者をまとめて“dSph”と呼ぶ。

- 晩期型矮小銀河（矮小不規則銀河）

見かけの形態に規則性がなく、ガスが存在し、若い星種族も多く、星生成活動も確認されている矮小

銀河。大小マゼラン雲はこれらの性質を持つことから矮小不規則銀河 (dIrr; dwarf Irregular) に分類されるが、光度やサイズが矮小銀河と通常銀河の中間に位置することや天の川銀河の近くに分布していることなどから、矮小銀河と区別して扱われることもある。

このように矮小銀河におけるガスの有無で dSph と dIrr に大別されるが、性質を調べるための観測対象も異なっている。dSph ではガスがほとんど無いため観測天体は星になる。従って dSph の速度分散や金属量などは全て星を観測した結果に基づくことになる。一方で dIrr はガスが含まれており、また dSph に比べて遠くに分布しているものが多いことから、観測天体は HII region などのガス雲が主になる。従って dIrr の速度分散や金属量などはガス雲を観測した結果が主になる。このことから dSph と dIrr の性質を比較する際には注意が必要である。

1.2.2 矮小銀河の力学構造

矮小銀河のうち dSph は天の川銀河の近くに分布していることから、星を観測してその力学構造を調べることができる。dSph は回転のような秩序的な運動よりも、ランダムな運動の方が卓越していると観測されている。dSph は球状星団比べてサイズが 10 倍大きく面輝度が 1000 倍暗いことから、中心の速度分散は球状星団より小さいことが期待される。しかし観測された星の速度分散は球状星団より大きいいため、矮小銀河には見えない物質 (暗黒物質) が付随していると考えられる。dSph で観測される星の速度分散から質量光度比を測定すると、 $\sim 100\text{--}1000$ と非常に高い値を示すことが分かった。これは dSph には暗黒物質が大量に付随していることを示唆しており、暗黒物質が dSph の力学的な振る舞いに主要な役割を担っていることを示す結果である。

一方で dIrr は、HI ガスの運動の観測などから力学構造が調べられている。HI ガスは現在の星生成活動と大きく関わっていると考えられるため、dSph で測定された運動と直接比較することはできない。しかし HI ガスの運動からは、dIrr でも dSph と同様にランダム運動が卓越している。また HI ガス雲は $100\text{--}300\text{pc}$ のサイズで clumpy に分布しており、星生成が活発な領域の近くに存在している。

1.2.3 矮小銀河の金属量

先に述べたように α 元素と鉄の組成比を見ると、ある金属量で Ia 型超新星からの寄与のために傾向が変わる。これを踏まえて天の川銀河と矮小銀河 (dSph) を比べると、図 3 のようになっていることが分かる。この図から、天の川銀河の星は $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.6$ で $[\alpha/\text{Fe}]$ の値が下がっているように見えるが、dSph ではより金属量の低い ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.8$) ところで下がり始めているのが分かる。これより天の川銀河と矮小銀河では、Ia 型超新星が寄与し始めるまでの化学進化の進み方が違うといえる。また $[\alpha/\text{Fe}]$ が下がり始める前の $[\alpha/\text{Fe}]$ の値は、天の川銀河と矮小銀河とでほぼ同じであることから大質量星の IMF の形に大きな差はないと考えることができる。ただし矮小銀河における低金属量側の観測はまだ十分とは言えないため、大質量星の IMF について判断することは難しい。さらに図に見られる値も分散が大きいことから、矮小銀河における化学進化は均一に進んでいないことが考えられる。

またナトリウムとニッケルも化学進化の指標として扱われている。ナトリウムは主に大質量星で合成される二次元素で、ニッケルは主に Ia 型超新星で合成される元素である。

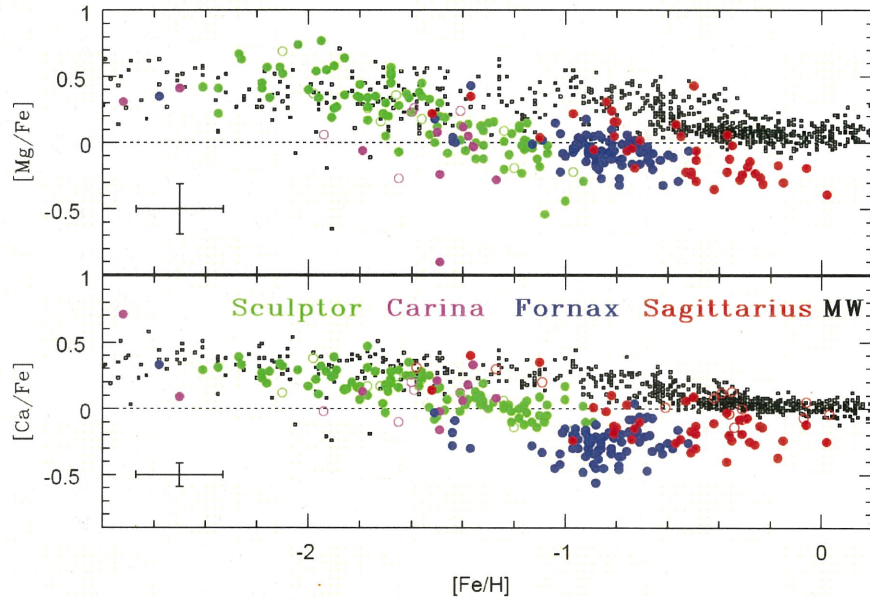


図 3: Tolstoy et al.(2009)[27] より抜粋。横軸に $[\text{Fe}/\text{H}]$ 、縦軸に $[\alpha/\text{Fe}]$ をとった図。上図が $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ 、下図が $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ を縦軸にとっている。プロット点の色の違いが矮小銀河の違いを表しており、Sculptor (緑), Carina (ピンク), Fornax (青), Sagittarius (赤) となっている。いずれもガスをほとんど含まない dSph である。黒点は天の川銀河の星であり、ディスクとハロー両方の星がプロットされている。

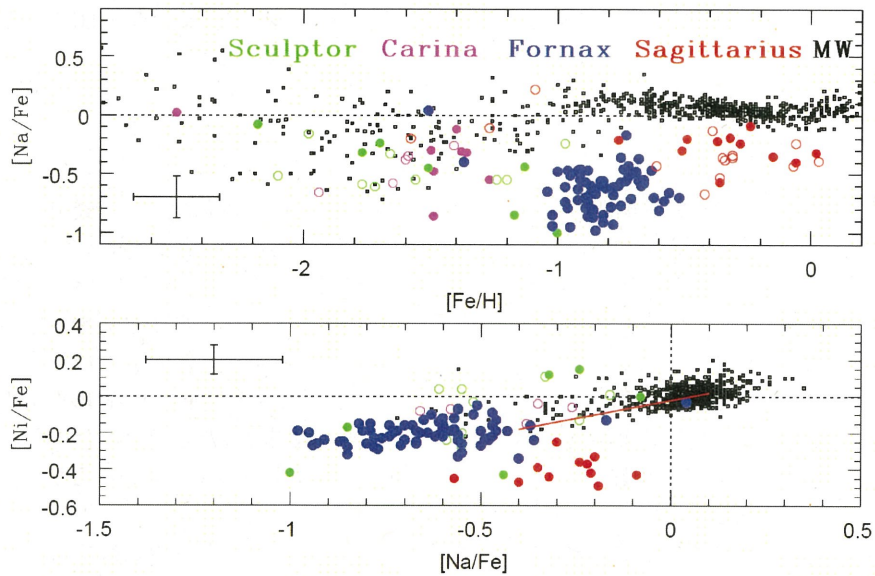


図 4: Tolstoy et al.(2009)[27] より抜粋。上図が横軸に $[\text{Fe}/\text{H}]$ 、縦軸に $[\text{Na}/\text{Fe}]$ をとったもの。下図が横軸に $[\text{Na}/\text{Fe}]$ 、縦軸に $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ をとったもの。プロット点の意味は図 3 に同じ。

図 4 上から金属量の高い星において天の川銀河より矮小銀河の方が $[\text{Na}/\text{Fe}]$ の値がずっと小さいことが分かる。一方で図 4 下から天の川銀河と矮小銀河が同じ Na-Ni の関係を持っていることが分かる。これよ

り Ia 型超新星での元素合成過程は、天の川銀河と矮小銀河とで大きな違いはないと考えることができる。

中性子捕獲元素について先にも述べたが、その組成比は化学進化を調べる指標となる。天の川銀河と矮小銀河の違いは図 5 のようになる。

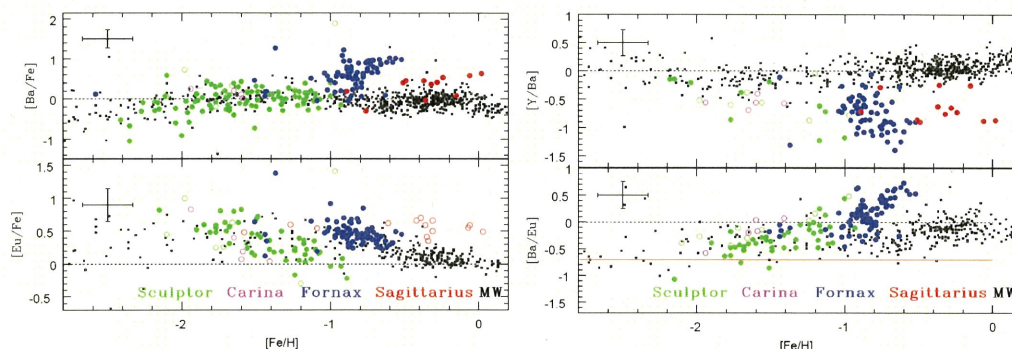


図 5: Tolstoy et al.(2009)[27] より抜粋。横軸はすべて $[Fe/H]$ であり、縦軸はそれぞれ、左上が $[Ba/Fe]$ 、左下が $[Eu/Fe]$ 、右上が $[Y/Fe]$ 、右下が $[Ba/Eu]$ 。プロット点の意味は図 3 に同じ。

この図に示したバリウム (Ba)、イットリウム (Y)、ユーロピウム (Eu) はいずれも中性子捕獲元素で、Ba, Y は 9 割近くが s-過程によって合成されるが、Eu はほぼ 100% が r-過程で合成される [25]。図からは、低金属量側では天の川銀河と矮小銀河に差が見られないが、金属量が高くなると矮小銀河の方が s-過程元素が多く、r-過程元素が少なくなることが分かる。r-過程元素は化学進化初期、s-過程元素は化学進化後期の特徴を反映していると考えられ、s-過程元素と r-過程元素の比 ($[Ba/Eu]$) をとった図からは化学進化のフェーズが II 型超新星から AGB 星に移り変わるタイミングを見ることができる。

以上の結果は全てガスを含まない矮小銀河である dSph のものである。dIrr は dSph よりも遠くに分布しているため、金属量の測定にはガス雲や超巨星など若い天体が主となる。そのため dSph のように化学進化初期の情報まで詳しく調べることは難しいが、現在までの観測結果からは dSph も dIrr も同様の傾向を示しており、dSph は dIrr からガスが抜けた天体として考えることができる。

1.3 現在までの矮小銀河の化学進化に関する研究の状況

ここまでで銀河の化学進化と矮小銀河の性質について述べてきたが、次に矮小銀河の化学進化の研究を紹介する。矮小銀河の化学進化を調べる意義は、通常銀河より構造が複雑でないことと、近傍に分布するため星に分解して観測できることにありとえられる。この様な理由から矮小銀河は化学進化過程を調べるよい実験場である。そのため化学進化モデルと観測された矮小銀河の星の金属量とを比較して進化過程を調べる試みがなされてきた。

Ikuta & Arimoto(2002)[6] では、観測された Draco, Sextans, Ursa Minor dSphs の色-等級図 (CMD; Color-Magnitude Diagram) と化学進化モデルから再現した CMD を比較し、両者がよく合うときの化学進化モデルから $[Mg/Fe]$ と $[Fe/H]$ を求め、観測された元素組成比と比較して化学進化を調べた。その結果、矮小銀河では 3.9-6.5Gyr 以上の星生成期間があったことと、星生成率と IMF がパラメータとして縮退していることを報告した。観測された CMD と元素組成比からは、星生成効率 (ガスから星を生成する割合) が高く IMF が Salpeter 型 (3.1.4 節参照) である場合と、星生成効率が低く IMF が bottom-heavy (軽い星が多く生成される) である場合とを区別することができなかった。そのためこれを調べるためには、CMD で主系列転向点 (MSTO; Main-Sequence Turn-Off) が見られるほど深い観測が必要であると述べた。

Lanfranchi & Matteucci(2003,2004)[14][15]ではより多くの矮小銀河の星のサンプルを利用し、Draco、Sagittarius、Sextans、Sculptor、Ursa Minor、Carinaの複数のdSphの元素組成比に対して化学進化モデルとの比較を行った。また、Ikuta & Arimoto(2002)では観測的根拠がないことを理由に外したガスの流入出を、モデルに取り入れて計算している。その結果、星生成期間は $\sim 8\text{Gyr}$ であることと、矮小銀河では星生成に伴って大量のガス流出が起きていると報告した。ガスの流出率は星生成率の ~ 10 倍と見積もられ、銀河風によって矮小銀河の平均金属量は低くなっていると説明した。またモデルから再現された、矮小銀河の金属量分布(A.1.4節参照)と天の川銀河の金属量分布とを比較し、天の川銀河よりずっと金属量が低く、銀河風の影響が強いことを述べている。

Lanfranchi & Matteucci(2010)[16]では金属量が分かっている星のサンプルも増えたことから、Leo I、Leo IIの元素組成比と金属量分布に対して化学進化モデルとの比較を行っている。その結果、やはり矮小銀河の平均金属量が低いことを説明するためには銀河風の効果が必要であり、星生成率の約10倍の量のガスが星生成に伴って流出したと見積もっている。

これらの研究は化学進化モデルを数値的に解き、その結果と観測値とを比較している。一方で流体シミュレーションに化学進化を取り入れた化学動力学モデルによって、矮小銀河の化学進化を調べる研究も行われている。Marcolini, et al.(2006)[21]ではあるdark matter haloの中に矮小銀河程度のガスを用意して星生成を起こし、それによって生じる超新星爆発でどの程度の質量が流出するか調べている。結果、ガスの流出はdark matter haloの質量分布よりガスの冷却の仮定の仕方に左右され、ガスの冷却が効率よく進む場合はdark matter haloが小さくてもガスは系内に留まると報告している。しかし、超新星爆発で放出された重元素は系内に留まるにも関わらず、星生成を起こしそうな密度の高い領域に分布するものは約18%しかないという結果になった。すなわち超新星爆発で放出された重元素は、流出はしないが次の星生成にはほとんど反映されないことを意味している。ただし $[\text{O}/\text{Fe}]$ ($[\alpha/\text{Fe}]$)の振る舞いは観測結果を再現することから、流体シミュレーションによる計算からは、矮小銀河内で化学進化が不均一に進むためIa型超新星が発生する時間とその影響が金属量に現れる時間にある程度のラグが存在することが予想される。

このように矮小銀河の化学進化について様々な方向から研究が行われており重要な結果が多数得られている。その中でKirby, et al.(2009,2010,2011a,2011b)[10][11][12][9]による一連の研究は、大量のサンプルを解析した系統的な研究である。Kirby, et al.(2010)では8つの矮小銀河に属するRGB星の分光観測を、Keck/DEIMOSを用いて行った。DEIMOSは多天体分光器であり、一度の観測で多数の星を分光することができる。また中分散($R\sim 7000$)分光器であるため、高分散分光器より短い時間で観測を行うことができる。この様な利点から8つの矮小銀河に対して約3000の星の分光観測を行うことができ、矮小銀河の化学進化を研究するためのサンプル数は飛躍的に増加した。

Kirby, et al.(2011a)ではKirby, et al.(2010)で得られた観測量を基に各矮小銀河の金属量分布を求め、化学進化モデルとの比較を行った。比較に用いたモデルは4種類あるが、ガスの流入や流出を考慮したモデルが必要であることを報告している。そしてKirby, et al.(2011b)(以後“K11”と呼ぶ)では、より詳細な化学進化モデルを用意し、各矮小銀河の金属量分布と元素組成比($[\text{Mg}/\text{Fe}]$, $[\text{Si}/\text{Fe}]$, $[\text{Ca}/\text{Fe}]$)をモデル計算と比較している。観測結果を最もよく再現するパラメータを各矮小銀河に対して求め、その時の星生成史やガスの流入出の時間変化を導いた。ただし結果として得られた星生成史は測光観測などから得られるものよりずっと星生成期間が短く、K11ではその原因をIa型超新星の遅延時間を 0.1Gyr で固定したためであると述べており、 0.3Gyr にすると星生成期間も約3倍に延びることを報告している。

このようにサンプルが充実しつつあるが、矮小銀河の進化についてはっきり言えることは少ない。金属量分布は比較的初期の情報をよく反映しているため、比較的最近の情報を反映しやすい測光観測とは相補的な関係にある。また化学進化を調べることで銀河でガスがどのように循環しているかを探ることができるため、銀河の力学的な面に違った角度から迫ることができる。矮小銀河の化学進化を研究することは、銀河進化の研究を進める上で重要な知見を与えるものであると考える。

1.4 本研究の目的

過去の研究では化学進化を議論するためのサンプルが少ないということが問題点としてあった。化学進化をモデルと比較する場合、金属量の時間変化が観測されていればそれによって直接的な化学進化を議論することができるが、どの元素がどの時間に合成されたものであるか観測することは現在は無理である。そのため星の大気に含まれる金属量が、星が生成された時刻での金属量であると考えて観測が行われている。しかし星の年齢を調べることは容易ではなく、過去の星ほど年齢の誤差が大きくなってしまったため化学進化の議論をすることは難しい。そこで星の大気に含まれる各元素の比から化学進化を探る方法が一般的となっている。星からの元素放出やガスの運動などによって銀河内の元素組成比は時間とともに変化しているため、組成比の変化の仕方が進化過程を反映していると考えて議論される。そのため星を分光観測して元素組成を調べる必要があるが、矮小銀河が分布するような距離では星が非常に暗くになってしまうため、観測できる天体が限られるのに加えて測定に長い時間かかってしまう。このような理由から、サンプルの不足が矮小銀河の化学進化を調べる上で最も大きな問題点であった。

しかし観測技術の発展によってサンプル数が増えたことで、矮小銀河の化学進化が詳しく調べられるようになってきた。モデルを用いた解析によって矮小銀河に普遍的な性質が分かるようになってきたが、一方でモデルに含まれるパラメータがどの程度観測結果に反映されるか、あるいは観測結果から評価したパラメータがどの程度信用できるかについて議論する必要が出てきている。本研究が参考にした K11 では6つのパラメータを自由に動かして最適解を求めたが、結果として得られた星生成史は測光観測の結果と大きく異なるものであり、さらにその星生成史はモデル内で固定したパラメータの一つに大きく依存していることが分かった。また最適解として得られたパラメータを矮小銀河の性質と比較しているが、得られたパラメータのほとんどが矮小銀河の光度や速度分散、サイズと相関しないという結果になった。これらの原因は、観測される金属量に現れるパラメータの効果が縮退しているためであると考え、本研究ではパラメータの効果を分離しつつ K11 のように最適解を求める方法で問題点を克服していく。

K11 で設定されているパラメータのうち、星生成率に関しては先ほども言ったように測光観測による結果が得られている。そこで測光観測で得られた星生成史をモデルに組み込むことでパラメータを減らし、金属量の再現を試みる。化学進化モデルに星生成史を反映させることは今までにも行われているが、星生成史を精度よく決定するには深い観測が必要となるため、今までは大雑把な星生成の期間を設けるという程度のゆるい反映のさせ方であった。しかし最近の研究 (de Boer, et al.(2012a, 2012b) , Lee, et al.(2009)) によって、深い測光観測から導かれた星生成史が得られるようになってきた。そこで本研究では、そのようにして得られた星生成史をそのまま化学進化モデルに取り入れ、観測された星生成史と金属量を同時に満たすような化学進化はモデルから再現できるのか調べた。このように星生成史を直接反映させ、さらにガスの流入出を仮定した化学進化モデルで矮小銀河の金属量との比較を行う試みは本研究が初である (Ikuta & Arimoto(2002) ではガスの流入出を仮定しないモデルで測光観測と分光観測との比較を行った)。

2 観測データ

本研究では観測によって見積もられた星生成史を化学進化モデルに取り入れ、そのモデルによって計算された金属量を観測された値と比較した。比較する観測データは、Kirby et al.(2010)[11]によって観測された結果を用いた。Kirby et al.(2010)では8つの矮小銀河 (Fornax, Leo I, Leo II, Sculptor, Sextans, Draco, Canes Venatici I, Ursa Minor dSphs) のRGB星に対して分光観測を行い、H, Fe, Mg, Si, Ca, Tiの元素量を測定している。そのうち、Fornax, Leo II, Sculptor, Sextans dSphsの星生成史は測光観測から見積もられているため、これら4つの矮小銀河の金属量分布と元素組成比をモデルと比較した。以下ではそれぞれの矮小銀河の星生成史と金属量について述べていく。

2.1 星生成史

銀河の星生成史は観測からある程度推定することができる。その際によく用いられる方法が「種族合成法」である。種族合成法とは、観測された銀河の光が様々な種類の星による光の足し合わせであることを見なし、あらかじめ質量や金属量が分かっている星種族の光を足し上げることで、観測された銀河の光を再現する方法である。これにより、ある種族の星が銀河にどのくらい含まれているか推定することができる。そして星の寿命や初期質量関数を仮定することで、銀河の光から星生成史を推定することができる。

例えば、距離の離れた銀河の場合そこに含まれる星やガスを分解して観測することは困難であることから、種族合成法などを用いて星種族が推定される。銀河の分光観測を行ってスペクトルを得たとき、ガスによる減光や赤方偏移などを補正する必要があるが、銀河のスペクトルは星のスペクトルの総和と考えることができる。星のスペクトルについては理論・観測から得られているため、初期質量関数と金属量、星の寿命を仮定すればある時刻における星の集団のスペクトルが得られる。それらを適当な星生成史で足し合わせれば、銀河のスペクトルを再現できるはずである。実際は様々な不確実性が含まれるため完全に再現することは難しいが、これによりある程度の星生成史を見積もることができる。これは銀河に含まれる星を分解して観測する必要が無いため、遠くの銀河まで調べることができる。また、精度は落ちるものの、測光観測で得られた銀河の色もこの様な方法で再現することができるため、より暗く遠い銀河に対しても調べることができる。

ただしこの方法にはいくつか難点が存在する。その中の1つは、古い星種族ほど再現することが難しいという点である。ある時刻に生まれた星団は、質量の大きい星から寿命を向かえていくため、時間とともに星団の色やスペクトルの形を変えていく。質量の大きい星ほど光度が大きいため、星団は時間が経つにつれて暗くなっていく。そのためある銀河で観測される色やスペクトルを再現するとき、若い星種族は質量の大きい星を含むため光度として大きく、古い星種族は寿命が長く暗い星しか生き残っていないことから、古い星種族が生成された当時の規模の見積りに不確実性が大きくなってしまう。すなわち、見積もられる星生成史は過去ほど不確実性が大きくなってしまう。

一方で星を分解して観測できるほど近傍に存在する銀河については、色-等級図 (CMD) を使って星生成史の見積りが行われている。CMDとは、ある銀河ないし星団に含まれる星の色と明るさをプロットした図である。図6はDolphin(2002)[5]で計算されたCMDである。図6左は、ある星生成史をもった星団がHST(Hubble Space Telescope)で観測された場合に想定されるCMDであり、横軸に星の色(V-I)、縦軸に星のVバンド等級をとっている。図6左の左下に濃く集まっている系列を主系列と呼び、生成された星はまず主系列星となって一生の9割程度の時間をここで過ごす。そして寿命が近づくと主系列を離れ、図6左の右上に伸びる系列に沿って進化していく。これを赤色巨星分枝 (RGB; Red Giant Branch) 星、あるいはさらに進化の進んだ漸近巨星分枝 (AGB; Asymptotic Giant Branch) 星と呼び、超新星または白色矮星となって一生を終える。そして図6右の一番上(a)が左図で仮定した星生成史であり、(b)~(e)が左図をもとに推定された星生成史である。(b), (c)は左図の全ての星を用いて推定された星生成史であるが、(d),

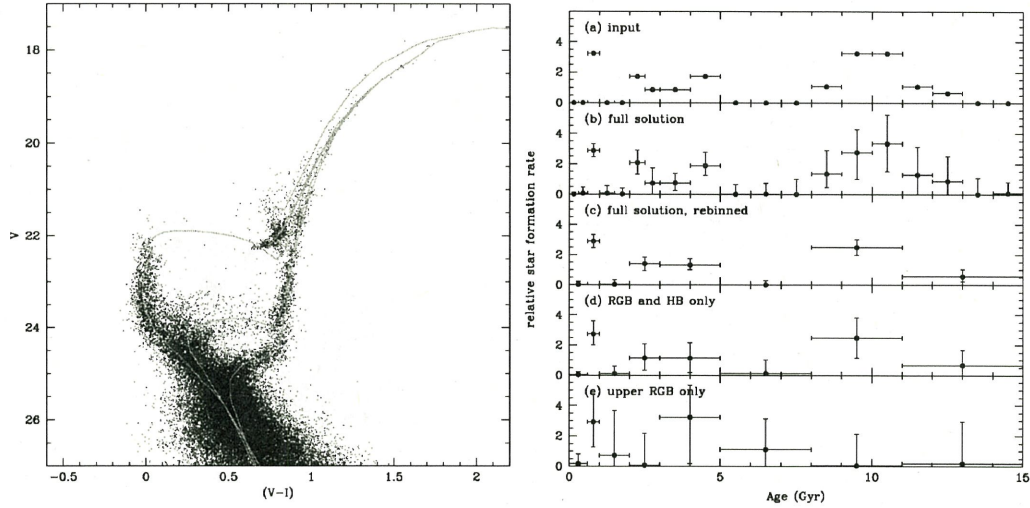


図 6: Dolphin A. E.(2002)[5] より抜粋。左図は、ある星生成史で計算された仮想的な星団の CMD。右図は、仮定した星生成史と左図から推定された星生成史 (“Age” が大きいほど過去になる)。

(e) は明るい一部の星だけを用いて推定されたものであり、全ての星を用いるときに比べて精度が悪くなっている。また左図には 0.8Gyr, 3.6Gyr, 10.0Gyr の年齢の等時曲線 (同じ年齢の星をつないだ曲線) が描かれており、年齢が大きくなるにつれて曲線が下に下がっていることが分かる。これは、星団の年齢が大きくなると質量の大きい星から寿命を迎えていくため、明るく (V 等級が小さく) 若い (V-I が小さい) 星がなくなっていくためである。

図 6 右より、過去の星生成史ほど誤差が大きくなっていることが分かる。これは質量の小さい星ほど寿命の違いに比べて明るさの違いが鈍くなるためであり、等時曲線の判別が年齢の大きいものほど難しくなるためである。その影響は図 6(d), (e) により顕著に現れており、明るい星のみから星生成史を見積もると過去のものほど不確定性が大きくなってしまう。ただし全ての星、特に等時曲線が主系列から離れていく点 (これを主系列転向点 (MSTO; Main-Sequence Turn-Off) と呼ぶ) にある星が観測できる場合、等時曲線の年齢の違いは主にこの点の位置のズレとして現れるため、見積もられる星生成史の精度は大きく向上することになる。

以下では今回の計算で化学進化を評価する各矮小銀河の CMD と、そこから見積もられた星生成史について述べる。

2.1.1 Fornax

Fornax の星生成史は de Boer, et al.(2012a)[4] で見積もられたものを採用した。de Boer, et al.(2012a) では CTIO/MOSAIC を用いて Fornax の測光観測を行って約 270,000 の星を測定し、その CMD から星生成史を求めている。

図 7 は de Boer, et al.(2012a)[4] で Fornax を観測した結果である。図 7 左は観測領域を表し、複数の四角形が CTIO/MOSAIC による観測領域、青丸が VLT/FLAMES で分光観測された星の分布、赤丸が Kirby, et al.(2010)[11] と Letarte, et al.(2010)[18] で分光観測された星の分布、緑の楕円が Fornax の潮汐半径である。これより、de Boer, et al.(2012a)[4] による観測は Fornax のほぼ全体をカバーしていると言える。また図 7 右は観測された CMD を表し、横軸に B-V、縦軸に V バンド等級をとっている。図に記載されている赤文字はそれぞれ、BP(Blue Plume), BHB(Blue Horizontal Branch), RHB(Red Horizontal Branch),

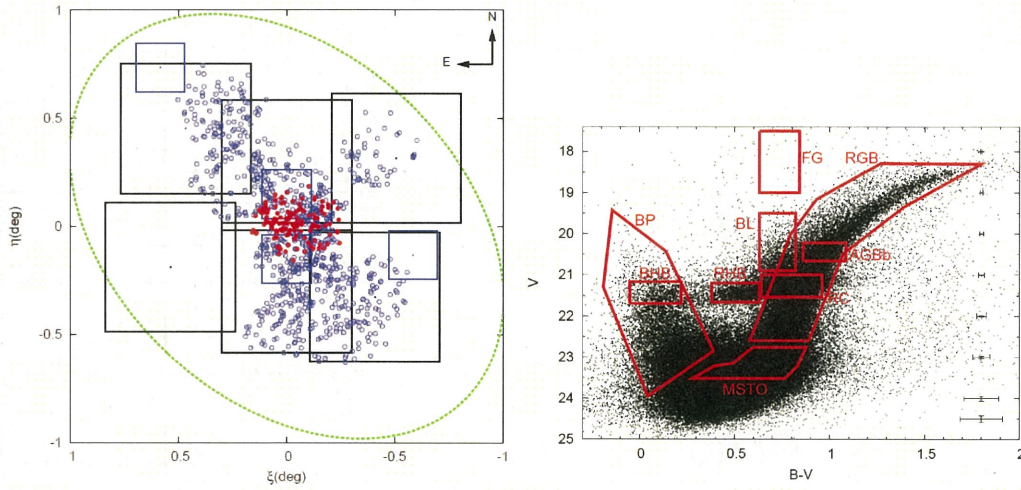


図 7: de Boer, et al.(2012a)[4] より抜粋。左図は Fornax の観測領域を表した図。右図は観測された Fornax の CMD。

MSTO(Main Sequence Turn-Off), FG(Fore Ground), BL(Blue Loop), RC(Red Clump), RGB(Red Giant Branch), AGBb(Asymptotic Giant Branch bump) である星を表している。ただしそれぞれの星種族の定義については述べられていないため、ここでは言葉の紹介にとどめる。また図右端に記載されている誤差棒は、各 V バンド等級での測光誤差を表している。

観測された CMD から星生成史を見積もる際には、種族合成法によって計算される等時曲線の足し合わせによって再現している。等時曲線の年齢のビンは観測から分解できる程度の範囲で設定し、等時曲線と観測値との分散を求め、それらをガウス関数として足し合わせることで最終的な星生成史として導いている。この様な作業を示しているのが図 8 であり、そこから導かれた星生成史が図 9 左である。"Age" が大きい

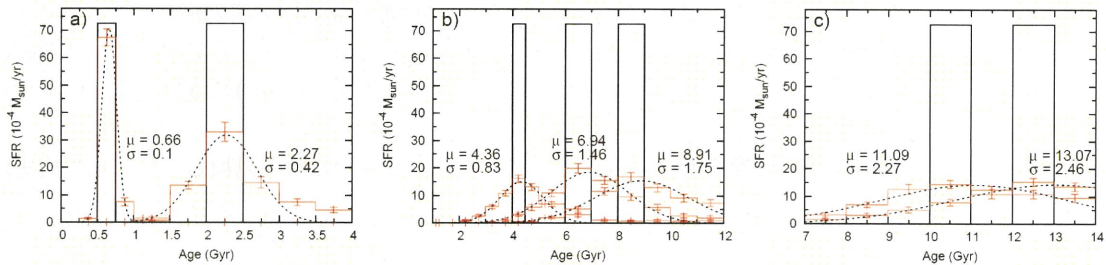


図 8: de Boer, et al.(2012a)[4] より抜粋。CMD にフィットされた等時曲線の星種族 (黒線) と、ガウス関数でなまらされた星生成率 (黒点線)、および再現された星生成史 (赤線) が示されている。

ほど過去の星生成率を表す。図 9 左から、Fornax は宇宙年齢 (~ 14 Gyr) に匹敵するほど長い期間で星生成を行ってきたことが分かる。また星生成率は 14 Gyr 前から上昇して ~ 7 Gyr 前でピークを迎え、その後徐々に星生成率が下がっていったことが分かる。これらは他の 3 つの矮小銀河 (Sculptor, Leo II, Sextans) には見られない特徴である。この星生成史を基にして、Fornax の化学進化モデルには図 9 右のような星生成史を取り入れた。

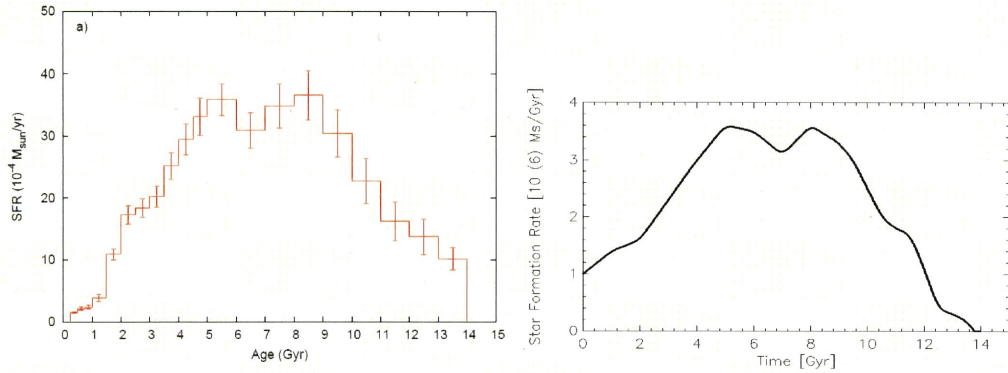


図 9: (左図): de Boer, et al.(2012a)[4] より抜粋。CMD から再現された Fornax の星生成史で、右側が過去となっている。(右図): 左図を基にした星生成史。横軸に経過時間をとっており、左側が過去となっている。

2.1.2 Sculptor

Sculptor の星生成史は de Boer, et al.(2012b)[3] で見積もられたものを採用した。de Boer, et al.(2012b) では CTIO/MOSAIC を用いて Sculptor の測光観測を行い、その CMD から星生成史を求めている。

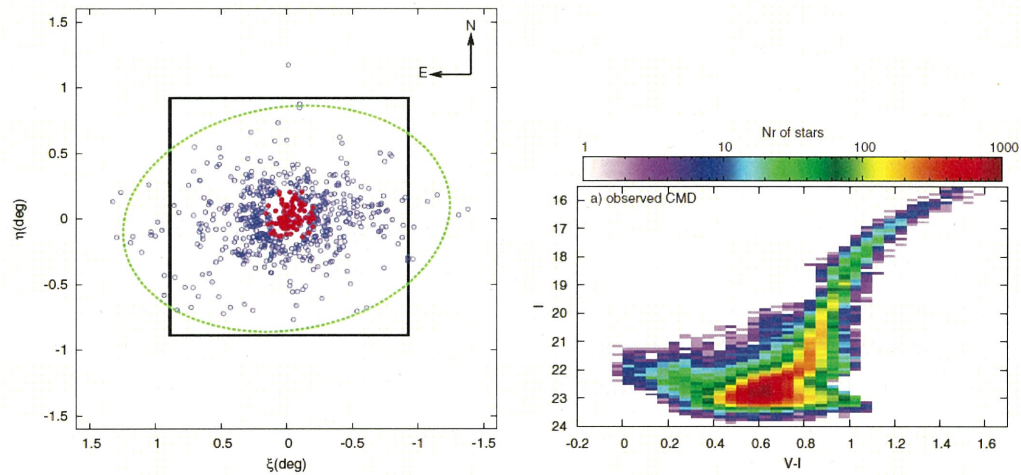


図 10: de Boer, et al.(2012b)[3] より抜粋。左図は Sculptor の観測領域を表した図。右図は観測された Sculptor の CMD を、図上での星の密度で描き直した Hess Diagram と呼ばれる図である。ただし右図からは、解析の都合で Horizontal Branch 星を除いている。

図 10 は de Boer, et al.(2012b)[3] で Sculptor を観測した結果である。図 10 左は観測領域を表し、複数の四角形が CTIO/MOSAIC による観測領域、青丸が VLT/FLAMES で分光観測された星の分布、赤丸が高分散分光器で分光観測された RGB 星の分布、緑の楕円が Sculptor の潮汐半径である。これより、de Boer, et al.(2012b)[3] による観測は Sculptor のほぼ全体をカバーしていると言える。また図 10 右は観測された CMD を表し、横軸に $V-I$ 、縦軸に I バンド等級をとっている。

星生成史を求める方法は 2.1.1 節の方法と同様に、等時曲線のフィッティングで得られたものをガウス関数でなまらせて求めている。これによる作業と得られた星生成史についてそれぞれ図 11, 12 に示す。

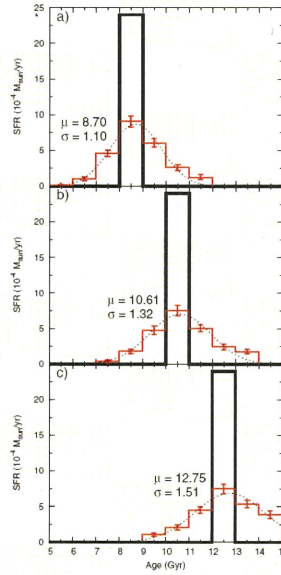


図 11: de Boer, et al.(2012b)[3] より抜粋。図の意味は図 8 と同じである。

この図から、Sculptor では宇宙初期 (～14Gyr 前) から約 5Gyr 前まで星生成が続いており、その星生成率は単調に減少してきたことが分かる。この星生成史を基にして、Sculptor の化学進化モデルには図 12 右のような星生成史を取り入れた。

2.1.3 Leo II

Leo II の星生成史は Dolphin(2002)[5] で見積もられたものを採用した。Dolphin(2002) は種族合成法を用いて CMD から星生成史を導く方法を述べた研究で、7つの矮小銀河に対して星生成史の推定を行っている。de Boer, et al.(2012a, 2012b) のようにガウス関数でなませることはせず、6つの等時曲線の足し合わせから星生成史を再現しているため、ビンは粗くなっている。もとにした Leo II の CMD と再現された星生成史を図 13 に示す。CMD は Mighell & Rich(1996)[23] による観測データから導かれており、 $1'.3 \times 1'.3$ と

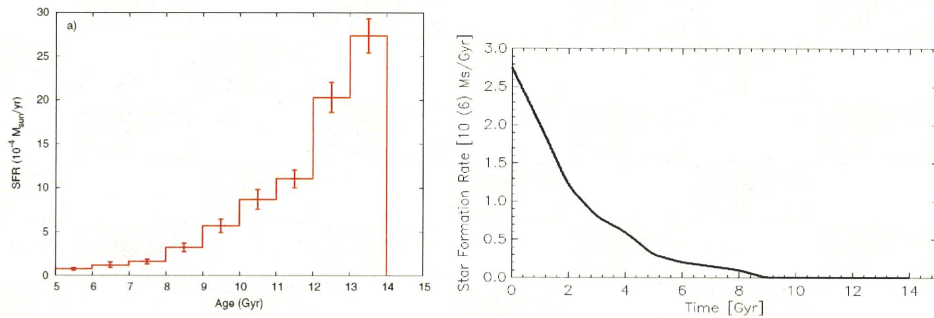


図 12: (左図): de Boer, et al.(2012b)[3] より抜粋。CMD から再現された Sculptor の星生成史で、右側が過去となっている。(右図): 左図を基にした星生成史。横軸に経過時間をとっているため、左側が過去となっている。

いう狭い領域を測光観測したものである (Leo II の core radius(面輝度が中心の半分になる半径) は $\sim 2'.9$ である)。

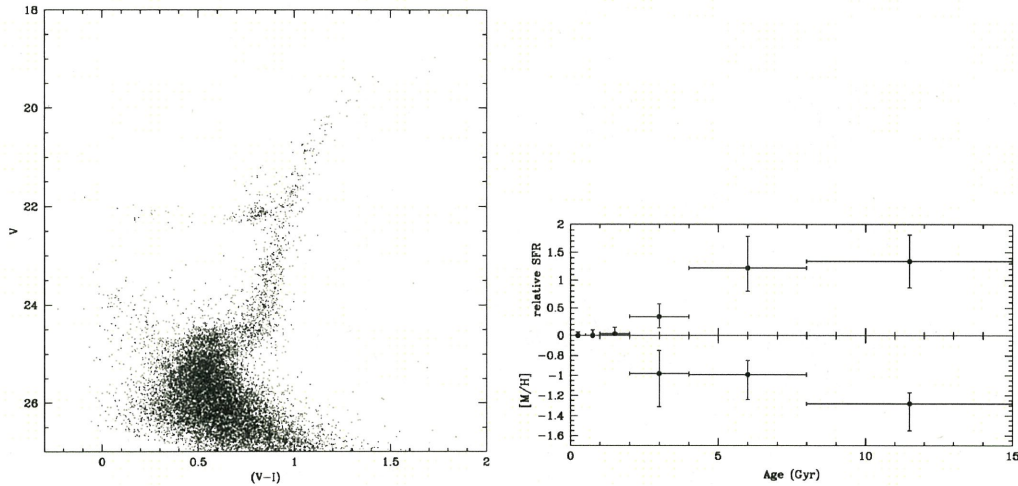


図 13: Dolphin(2002)[5] より抜粋。左図は HST で観測された Leo II の CMD。右図は再現された星生成史 (上段) と化学進化 (下段)。ただし下段の化学進化は等時曲線を描く際に用いた金属量を示したものであり、化学進化の計算から導いたものではない。

この図から、Leo II では宇宙初期から ~ 5 Gyr 前まで比較的一定な星生成を行ってきたあと、急激に星生成率が低下したことが分かる。ビンが粗く星のサンプル数も少ない (12,642 天体) ため不確定性は大きい、約 10 Gyr の間で一定の星生成を行ってきたことは他の 3 角矮小銀河にはない Leo II の特徴である。この星生成史を基にして、Leo II の化学進化モデルには図 14 のような星生成史を取り入れた。

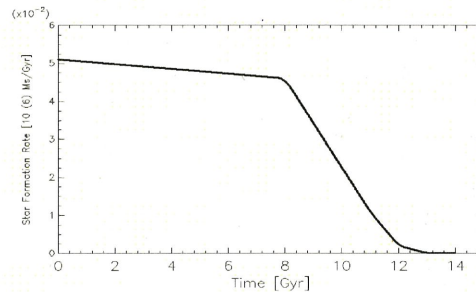


図 14: Dolphin(2002)[5] を基にした星生成史。横軸に経過時間をとっているため、左側が過去となっている。

2.1.4 Sextans

Sextans の星生成史は Lee, et al.(2009)[17] で見積もられたものを採用した。Lee, et al.(2009) では CFHT によって $42' \times 24'$ の領域を測光観測して得られた Sextans の CMD から、化学進化も同時に考慮した星生成史を求めている。ただし考慮されている化学進化は Simple model(A.1.4 節参照) である。また Sextans の中心からの距離で 4 つの領域に分け、それぞれでの星生成史を求めている。Sextans の core radius(面輝度が中心の半分になる半径) は $\sim 16'.6$ である。図 15 に領域ごとの CMD と星生成史を示す。

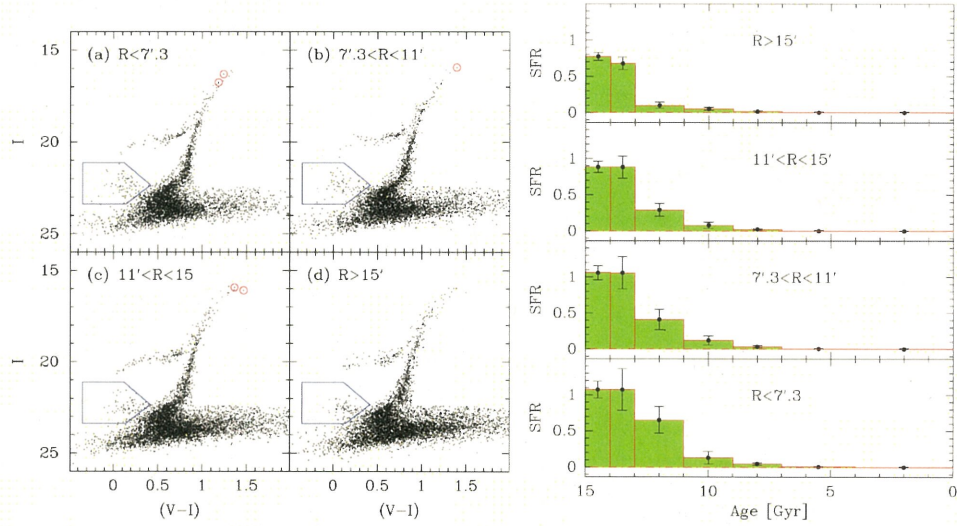


図 15: Lee, et al.(2009)[17] より抜粋。左図が領域ごとの CMD を表しており、右図はそれらに基づいた星生成史である。

図 15 左は、横軸に $V-I$ 、縦軸に I バンド等級をとった CMD であり、中心からの距離 (Radius(R))= $7''.3$, $11''$, $15''$) で 4 つの領域に分けている。各領域は観測された星の数がほぼ等しくなるように分けられている。また図に示されている青線で囲まれた部分は Blue Straggler 星が存在する部分を表しており、図 15 右の星生成史はそれらを除いた CMD から見積もられている。また図に示されている赤丸は、高分散分光によって金属量が観測されている星を表している。

この図から Sextans は Sculptor と同様に宇宙初期から星生成を行っており、その星生成率は約 8Gyr 前まで単調減少していることが分かる。この星生成史を基にして、Sextans の化学進化モデルには図 16 のような星生成史を取り入れた。

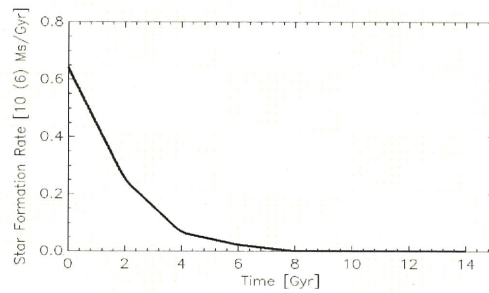


図 16: Lee, et al.(2009)[17] を基にした星生成史。横軸に経過時間をとっているため、左側が過去となっている。

2.2 金属量

今回の計算では矮小銀河の金属量分布との比較を行っている。金属量分布を得るためには、同じ条件による多数の星の分光サンプルを用いることが望ましい。矮小銀河の星に対して分光観測を行った研究は複数あるが、Kirby, et al.(2010)[11] ほど各矮小銀河に対して同じ観測器で大量の分光サンプルを取得した研究は他にない。加えて Kirby, et al.(2010) で得られた分光サンプルは、K11[9] で化学進化モデルとの比較に用いられていることから、K11 のモデルと今回の計算に用いるモデルとで結果にどのような差が出るか比較することが容易である。

以上のような理由から、矮小銀河の星の金属量データは Kirby, et al.(2010)[11] で観測されたものを採用した。各矮小銀河の分光領域は図 17 のようになる。Fornax や Sculptor は、測光領域 ($\sim 2^\circ \times 2^\circ$) に比べて約 $1/36$ の領域 ($\sim 20' \times 20'$) を分光している。一方 Leo II は、測光領域 ($\sim 1'.3 \times 1'.3$) に比べて分光領域 ($\sim 20' \times 10'$) の方が広い。また Sextans は、測光領域 ($\sim 42' \times 24'$) と分光領域 ($\sim 40' \times 20'$) がほぼ等しい。

モデルとの比較に際しては K11 と同様の条件を課すことにした。

1. 金属量分布の比較には、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ の誤差が 0.3dex 以下であるサンプルを採用する。
2. $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ の比較には、 $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ の誤差が 0.3dex 以下であるサンプルを採用する。

それぞれの矮小銀河の金属量分布と元素組成比 ($[\text{Mg}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$) は図 18 のようになる。金属量分布に反映されている天体数は、Fornax (661 stars), Sculptor (376 stars), Leo II (246 stars), Sextans (106 stars) という内訳になっている。Fornax が最も平均金属量が高く ($\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle \sim -1.0$)、Sextans が最も低い ($\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle \sim -1.9$)。また、Fornax では多くの星が $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.0$ に集中しているのに対し、その他の矮小銀河では星の $[\text{Fe}/\text{H}]$ にある程度の幅がある。

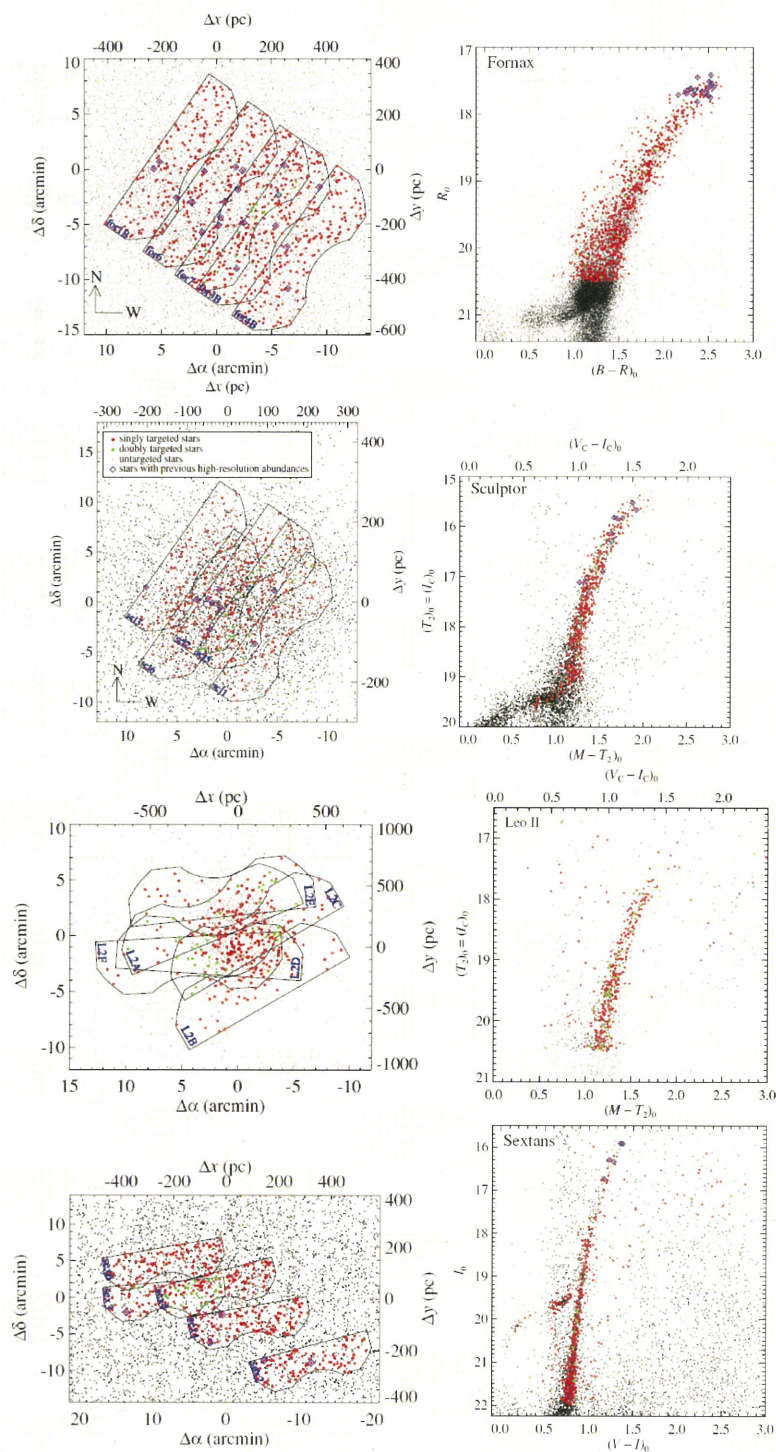


図 17: Kirby, et al.(2010)[11] より抜粋。各矮小銀河の分光領域（左列）と分光天体の HR 図上の位置（右列）。上から、Fornax、Sculptor、Leo II、Sextans である。赤のプロット点が分光された星を表す。また、2 度分光された星（緑）や高分散分光された星（青）も図示されている。

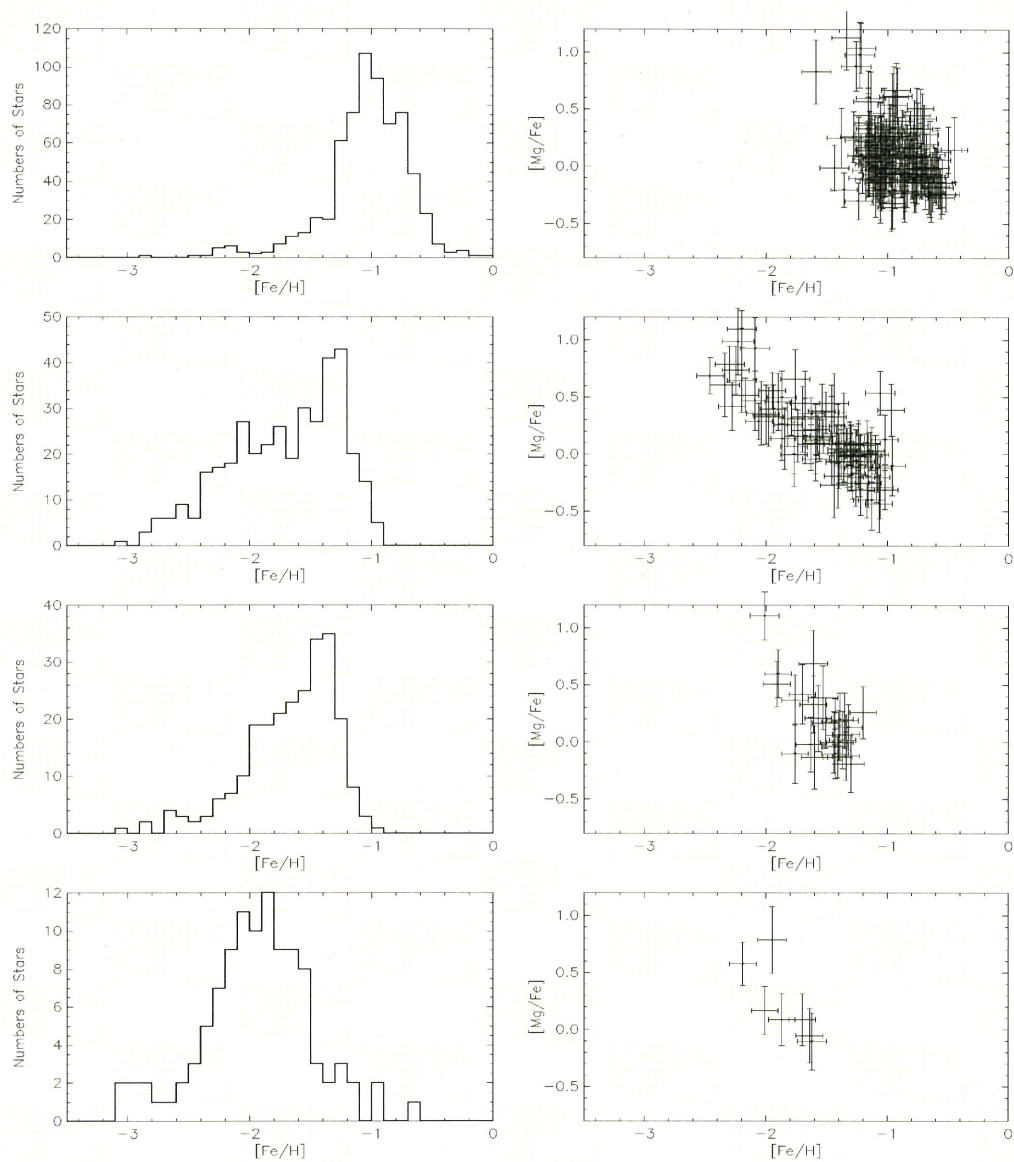


図 18: 各矮小銀河の金属量分布 (左列) と元素組成比 (右列)。上から、Fornax、Sculptor、Leo II、Sextans である。

3 矮小銀河の化学進化モデルの計算

この節では、本研究で行った化学進化モデルの計算方法について述べる。

矮小銀河の化学進化についての今までの研究状況から、化学進化モデルで採用する仮定が一致していることが多い（瞬間的混合近似、など）。そこで本研究でもそれらを踏襲しつつ、新しい要素を取り入れた化学進化モデルで計算を行う。

本研究で用いる化学進化モデルは、K11[9]でのモデルを参考にしている。このモデルは化学進化に影響を及ぼすと考えられる要素（超新星からのフィードバック、ガスの流入、Ia型超新星の寄与、など）を多く反映させたモデルである。またこのモデルで解析を行った観測データと同じものを本研究でも用いるため、結果の比較が容易である。

ただし K11 の結果からは星生成期間が $\sim 1\text{Gyr}$ と短くなってしまったため、本研究では矮小銀河の測光観測から導かれた星生成史を満たすような解が存在するか調べるために、あらかじめ星生成史を取り入れて化学進化の計算を行う。

3.1 化学進化モデルの構築

銀河化学進化の式は、以下のような形で表される。

$$\dot{G}_i(t) = -\Psi(t)X_i(t) + E_i(t) + \dot{G}_{i,\text{in}} - \dot{G}_{i,\text{out}} \quad (3)$$

ここで、添え字 i はある元素 i についての量を表し、 $\dot{G}_i(t)$ は時刻 t におけるガス質量の変化量、 $\Psi(t)$ は星生成率、 $X_i(t)$ は元素の存在量、 $E_i(t)$ は星間空間に放出されるガスの質量、 $\dot{G}_{i,\text{in}}$ は系外から流入するガスの質量、 $\dot{G}_{i,\text{out}}$ は系外に流出してしまうガスの質量を、それぞれ表している。すなわち、右辺第1項は星生成によって星に取り込まれる元素 i の質量、第2項は寿命を迎えた星から放出される元素 i の質量、第3項は系外から流入してくる元素 i の質量、第4項は系外に流出してしまう元素 i の質量を、それぞれ表している。

この式を基に矮小銀河の化学進化を数値的に解いていくが、計算に当たって仮定した項目やパラメータについてそれぞれ述べる。

3.1.1 瞬間的混合近似

現実には銀河内でのガスの空間分布は一律でないため、化学進化の進み方も銀河内で不均一であると考えられる。しかしここでは矮小銀河の概略的な化学進化を理解することを目的とするため、系内で金属量の空間分布は常に一律であるという瞬間的混合近似を仮定し、矮小銀河の化学的性質を説明することを目指す。この仮定に基づいた場合、上の式は銀河内の場所に依存しない。

3.1.2 星生成率

一般に、化学進化モデルを計算する際は星生成率をガスの質量に比例させて扱うことが多い (Lanfranchi & Matteucci(2003,2004)[14][15], Kirby et al.(2011b);”K11”[9])。これはガスの面密度と星生成率の面密度に相関があることが観測によって示されていることを踏まえており、ガスの質量が大きいほど星生成率が高くなることが経験的に期待されるためである。

しかしガスの質量と星生成率を関係づける際には、その比例係数やベキをパラメータとして扱うため、それだけモデルに自由度が与えられてしまう。ガスと星生成率の比例係数が計算結果にどのような影響を及ぼすかについては、簡単な仮定をおいた場合は解析的に解くことができるが、ガスの流入出や星の寿命などを考慮したより複雑なモデルでは解析的に扱うことができないため、他のパラメータと縮退する効果も相

まって観測結果から比例係数を定めることは難しい。K11 ではこの様な比例係数の他に 5 つのパラメータを設定し、観測された矮小銀河の金属量分布と元素組成比との比較を行ったが、得られた星生成期間は測光観測から推定される期間 ($>5\text{Gyr}$) に比べて 1Gyr と短いものであった。これは、化学進化を記述する式には時間を表す項が陽に現れないためであり、仮定したパラメータに含まれる時間依存性（流入のタイムスケール、Ia 型超新星の遅延時間、など）に結果が大きく依存してしまうためである（K11 では、Ia 型超新星の遅延時間に星生成期間が左右される、と報告している）。

そこで本研究では、星生成率を観測から与えられたものとしてモデルに導入し、化学進化のタイムスケールは観測された星生成史を基準とするようなモデルで計算を行い、観測された矮小銀河の星生成史と化学的性質を同時に説明することを目的とする。

3.1.3 星の寿命

星は一般に、重い星ほど寿命が短い。そのため星の質量によって星間空間にガスを放出する時間が異なってくるため、化学進化に影響を与える。ここでは各質量の星に対して表 1(図 19) のような寿命を設けた。ただし表に記載されていない質量の星の寿命は、該当する質量区間の寿命の一次線形補間により与えた。

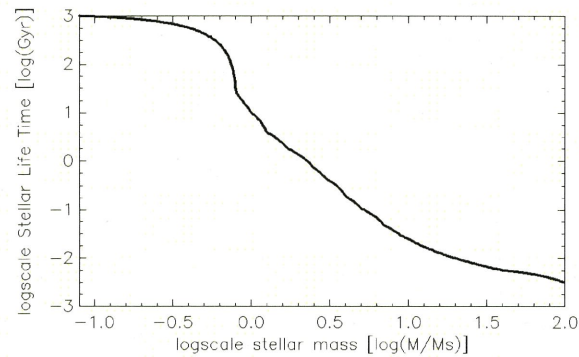


図 19: 横軸に星の質量の対数、縦軸に星の寿命の対数をとったグラフ。

質量 [M_{\odot}]	0.080	0.800	0.900	1.000	1.250	1.500
寿命 [Gyr]	1.000×10^3	2.503×10^1	1.550×10^1	9.961×10^0	3.948×10^0	2.694×10^0
質量 [M_{\odot}]	1.700	2.000	2.500	3.000	4.000	5.000
寿命 [Gyr]	1.827×10^0	1.356×10^0	7.303×10^{-1}	4.387×10^{-1}	1.909×10^{-1}	1.068×10^{-1}
質量 [M_{\odot}]	7.000	9.000	11.065	12.065	13.071	15.081
寿命 [Gyr]	4.791×10^{-2}	2.913×10^{-2}	2.097×10^{-2}	1.838×10^{-2}	1.637×10^{-2}	1.357×10^{-2}
質量 [M_{\odot}]	18.098	19.000	20.109	22.119	25.136	30.163
寿命 [Gyr]	1.093×10^{-2}	1.044×10^{-2}	9.996×10^{-3}	9.039×10^{-3}	8.069×10^{-3}	6.886×10^{-3}
質量 [M_{\odot}]	35.190	40.217	100.000			
寿命 [Gyr]	6.132×10^{-3}	5.605×10^{-3}	3.104×10^{-3}			

表 1: 星の質量と寿命の対応

3.1.4 初期質量関数

星が生成される際に、ある質量の星が生成される個数比を表したものが「初期質量関数 (IMF; Initial Mass Function)」である。IMF(ϕ) は研究結果によって複数の形が存在し、もっとも基本的な形は Salpeter E. E.(1955)[26] によるもので

$$\phi(m) \propto m^{-2.35} \quad (4)$$

という形で与えられるが、今回はより最近の研究結果に基づいた Kroupa et al.(1993)[13] による形を採用した。

$$\phi(m) \propto \begin{cases} m^{-1.3} & \text{for } 0.08 \leq m/M_{\odot} < 0.5 \\ m^{-2.2} & \text{for } 0.5 \leq m/M_{\odot} < 1 \\ m^{-2.7} & \text{for } 1 < m/M_{\odot} \end{cases} \quad (5)$$

化学進化で考慮する星の質量の範囲は、K11 と同じく $0.08 - 100M_{\odot}$ をとる。Salpeter IMF と Kroupa IMF の形の違いは図 20 に示した。

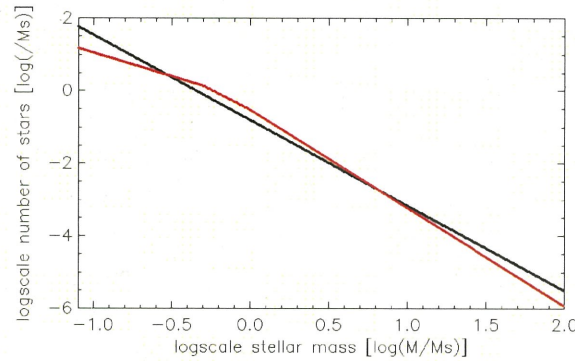


図 20: Salpeter IMF(黒線) と Kroupa IMF(赤線) の違い。横軸は星の質量の対数、縦軸は $1M_{\odot}$ のガスから星が生成された場合の各質量の星の個数の対数をとったもの。Kroupa IMF の方が低質量星の数が少なくなっている。

3.1.5 II 型超新星 (大質量星から放出される重元素量)

質量の大きい星は寿命を迎える際に中心で重力崩壊を起こし、II 型超新星になると考えられている。その際、星内部で合成されていた重元素が星間空間に放出される。質量の大きい星は寿命が短いため、II 型超新星は銀河の初期の化学組成に大きな影響を与える。

II 型超新星になる星の質量は $10M_{\odot}$ 以上とし、放出される各元素の量は Nomoto et al.(2006)[24] による結果を採用した。いずれも K11 と同じ条件である。Nomoto et al.(2006) では、4つの金属量の場合 ($Z=0, 0.001, 0.004, 0.02$) に対して7つの質量の星 ($M/M_{\odot}=13, 15, 18, 20, 25, 30, 40$) からの元素の放出量を示している。そこで、示されている星の質量に対する放出元素の質量比を固定し、示されていない質量の星に対しては該当する質量区間で放出元素の質量比を1次線形補間した値を適用した。ただし $13M_{\odot}$ 以下または $40M_{\odot}$ 以上の星については、放出元素の質量比は一定とした。図 21 に一例として、大質量星から放出される ^{56}Fe の質量を示した。

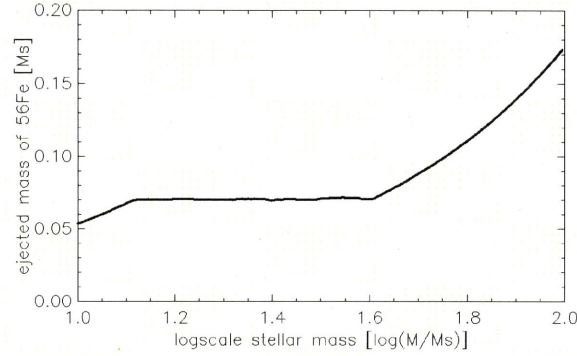


図 21: II 型超新星から放出される重元素量の例。横軸に星の質量の対数、縦軸にその星が放出する ^{56}Fe の質量をとった。 $13M_{\odot}$ 以下または $40M_{\odot}$ 以上の星では質量比を固定しているため、元素の放出量が星の質量に比例している。

3.1.6 Ia 型超新星

Ia 型超新星は白色矮星の爆発によって起きると考えられているが、II 型超新星に比べて約 10 倍の鉄を星間空間に放出するため、化学進化に大きな影響を与える。Ia 型超新星から放出される元素については K11 と同様に、Iwamoto et al.(1999)[7] による結果を採用した。

また Ia 型超新星が起こるためには、白色矮星が何らかの形で質量を獲得してチャンドラセカール質量に至る必要がある。そのため II 型超新星の場合と異なり、中・小質量星が寿命を迎えて白色矮星となり、さらに質量を獲得していく過程が必要となるため、Ia 型超新星が現れ始めるまでに相等の時間がかかると考えられる。この時間（以後「遅延時間」と呼ぶ）について、化学進化を考えて天の川銀河の星の組成から推定するなどの研究 (Yoshii et al.(1996)[28]) が行われてきており、 $\sim a \text{ few Gyr}$ という値が言われている。しかし近年の Ia 型超新星のサーベイの研究から、Ia 型超新星はより短い遅延時間で起こる可能性が出てきた (Maoz et al.(2010)[20])。

Ia 型超新星となるまでにどれだけの時間がかかるかはまだはっきりしていないが、今回の計算では K11 と同様に Maoz et al.(2010) によって示された値を用いる。Maoz et al.(2010) で示された形のうち、K11 では Ia 型超新星の発生頻度を以下のような形で与えている。

$$\Psi_{\text{Ia}} = \begin{cases} 0 & t_{\text{delay}} < 0.1 \text{ Gyr} \\ 1 \times 10^{-3} \times \left(\frac{t_{\text{delay}}}{\text{Gyr}} \right)^{-1.1} [\text{SN/Gyr}/M_{\odot}] & t_{\text{delay}} \geq 0.1 \text{ Gyr} \end{cases} \quad (6)$$

これは、ある時刻に $1M_{\odot}$ のガスから星生成が行われたとき、時間 t_{delay} 後に Ia 型超新星が 1Gyr あたりどれだけの数で出現するかを表している。

上の式では星生成が起きて 0.1Gyr 後から Ia 型超新星が現れ始めると仮定しており、今まで考えられていた遅延時間よりずっと短くなっている。しかし化学進化の式は一般に時間の項を陽に含まないことから、このようにタイムスケールを固定すると化学進化の進み方はこの値でスケーリングされてしまう。すなわち、遅延時間を $\sim a \text{ few Gyr}$ として考えた化学進化よりずっと短い時間で進化が進む結果が得られてしまう。実際に K11 では $\sim 1\text{Gyr}$ で星生成が終了するという結果が得られており、遅延時間を 0.3Gyr にした場合は星生成期間も約 3 倍になると報告している。今回の計算では測光観測によって得られた星生成史を化学進化のスケーリングに用いているため、K11 より星生成期間は長い。そのため K11 と同様に遅延時間を 0.1Gyr と定めてしまうと、K11 のモデルよりも観測結果を説明しにくくなってしまう。Ia 型超新星の遅延時間が

0.1 Gyr で確定している場合は、観測とモデル結果の齟齬はモデルの仮定に誤りがあるためと結論づけることができるが、実際に Ia 型超新星が発生する遅延時間と化学進化に関わってくる遅延時間が等しいかどうか (Ia 型超新星から放出されたガスが星生成に利用されるまでにどれだけの時間が必要か) は確かめられておらず、サーベイの結果をそのまま化学進化の計算に適用するには不確実性がまだあると考えられる。そこで今回の計算では遅延時間は固定せずに、以下の式のようなパラメータ (τ_{delay}) として扱った。

$$\Psi_{\text{Ia}} = \begin{cases} 0 & t_{\text{delay}} < \tau_{\text{delay}} \text{ Gyr} \\ 1 \times 10^{-3} \times \left(\frac{t_{\text{delay}}}{\text{Gyr}} \right)^{-1.1} [\text{SN/Gyr}/M_{\odot}] & t_{\text{delay}} \geq \tau_{\text{delay}} \text{ Gyr} \end{cases} \quad (7)$$

3.1.7 中・小質量星

初期質量が小さく進化しても中心で炭素燃焼が起こらないような星は、質量の大部分を”AGB; Asymptotic Giant Branch”段階で恒星風として星間空間に放出し、白色矮星に至る。そのため大質量星のように、寿命が尽きる際に瞬間的に質量を星間空間に放出するわけではない。しかし、AGB 以外の進化段階での質量放出はほとんど無く、また AGB 段階にある時間も星の寿命に比べて非常に短いため、中・小質量星も寿命が尽きる際に質量放出を起こすと考えられる。

中・小質量星は $0.08\text{--}10M_{\odot}$ の質量の星とし、放出される元素については K11 と同様に Karakas(2010)[8] による結果を採用した。Karakas(2010) で示されている結果は、大質量星での Nomoto(2006) と同様にある質量・金属量の星から放出される元素の量であるため、大質量星の場合と同じ方法で補間を行った。

3.1.8 ガスの流入出

領域外からのガスの流入と流出の効果は、化学進化に大きな影響を与える。それぞれの効果が及ぼす大まかな結果については付録に記述したのでここでは詳しく述べないが、G 型矮星問題や矮小銀河の金属量が低いことの原因の一つとしてこれらの効果が考えられている。

まずガスの流出の原因について考える。ガスがどのようにして銀河から流出しているかについての研究で重要なものに Arimoto & Yoshii(1987)[1] がある。Arimoto & Yoshii(1987) では、超新星に由来する銀河風を考えることで楕円銀河における色-等級関係を説明している。このことから、超新星は銀河からのガスの流出に関わっており、矮小銀河のような小質量な系では及ぼす影響も大きいと考えられる。一方で矮小銀河の進化には、潮汐力やラム圧によるガスの剥ぎ取りが影響を及ぼしているという主張もある。しかし潮汐力やラム圧によって起こるガス流出を仮定することは難しいことから、今回の計算では超新星によってガスの流出が起こると考える。

Arimoto & Yoshii(1987) では、超新星からのエネルギー供給率と銀河の束縛エネルギーを考慮して銀河風の効果を化学進化の計算に取り入れている。しかし今回の計算では K11 と同様に、簡単のためガスの流出率は Ia 型・II 型超新星の発生頻度に比例すると考えた。ガスの流出を引き起こす物理現象として超新星爆発が最も直感的であり、また超新星爆発によるエネルギー ($\sim 8.5 \times 10^{49} \text{ erg}$) と矮小銀河の速度分散 ($\sim 10 \text{ km/s}$) を比較したとき、超新星 1 つにつき $\sim 10^4 M_{\odot}$ のガスが流出すると試算される [9]。これより流出率と超新星の発生頻度を比例させることはある程度妥当であると考えられ、以下のような形で与える。

$$\dot{G}_{i,\text{out}}(t) = A_{\text{out}} X_i(t) \left(\dot{N}_{\text{II}}(t) + \dot{N}_{\text{Ia}}(t) \right) \quad (8)$$

ここで、 $\dot{G}_{i,\text{out}}(t)$ は時刻 t において流出する元素 i の質量、 $X_i(t)$ は元素 i の質量比、 $\dot{N}_{\text{II}}(t), \dot{N}_{\text{Ia}}(t)$ はそれぞれ II 型超新星と Ia 型超新星が発生する頻度を表す。 A_{out} は定数で超新星がどれだけのガスを流出させるかを表しており、計算ではパラメータとして扱う。

次にガスの流入について考える。ガスが何を原因としてどのように流入してくるのかについては、よく分かっていない。化学進化の立場からは、ガスの流入はいわゆる「G 型矮星問題」を解消するために必要であるといわれている (Lynden-Bell(1975)[19], Pagel(2009)[25])。すなわち、ガスの流入を考えない化学進化では太陽近傍に分布する低金属量の G 型矮星の数が観測されているものより多く見積もられてしまうため、ガスをあとから流入させることで化学進化の進んだ金属量の高い星を多く生成し、観測を説明するというものである。これにより太陽近傍の G 型矮星の金属量分布を説明することに成功し、K11 でもガスの流入率はこれと似た形で与えている。

$$\dot{G}_{i,\text{in}} = A_{\text{in}} X_i(t=0) \left(\frac{t}{\text{Gyr}} \right) e^{-t/\tau_{\text{in}}} \quad (9)$$

しかしこの形は観測された金属量分布を説明するために与えられた解析的な形であり、実際の現象を表現しているとは言にくい。K11 ではこの様な流入の形を考えることで矮小銀河の金属量分布を説明することに成功したが、星生成期間は測光観測から推定されるものとは異なっていた。そこで今回の計算では、ガスの流入率を予め与えることはしない。

3.2 モデルの計算

以上の仮定をまとめると以下ようになる。

1. 瞬間的混合近似を採用する。
2. 星生成率は、測光観測で推定された星生成史で与える。
3. 各質量の星の寿命を考える。
4. 初期質量関数は、 $0.08\text{-}100M_{\odot}$ の範囲で Kroupa et al.(1993) の形を採用する。
5. $10M_{\odot}$ 以下の星は AGB 段階で質量放出を起こし、放出される各元素の質量は Karakas(2010) による値を採用する。
6. $10M_{\odot}$ 以上の星は II 型超新星になり、放出される各元素の質量は Nomoto et al.(2006) による値を採用する。
7. Ia 型超新星は Maoz et al.(2010) で示された頻度で発生し、遅延時間をパラメータにする。放出される各元素の質量は Iwamoto et al.(1999) による値を採用する。
8. ガスの流出率は超新星の発生頻度に比例する。流出率と超新星の頻度との比例係数をパラメータにする。
9. ガスの流入率は、各時間のガスの収支から計算する。

これらを踏まえて、今回の計算では K11 を参考にしてモデルの具体的な式を立てた。

K11 で計算した化学進化モデルでは、各量を以下の様に仮定している。

$$\phi(m) \quad ; \quad \text{Kroupa IMF} \quad (10)$$

$$\Psi(t) = A_* \left(\frac{M_g(t)}{10^6 M_\odot} \right)^\alpha \quad (11)$$

$$\Psi_{\text{Ia}}(t) = 1 \times 10^{-3} \times \left(\frac{t_{\text{delay}}}{\text{Gyr}} \right)^{-1.1} \quad ; \text{ for } t_{\text{delay}} \geq 0.1 \text{ Gyr} \quad (12)$$

$$\dot{G}_{i,\text{out}}(t) = A_{\text{out}} X_i(t) \left(\dot{N}_{\text{II}}(t) + \dot{N}_{\text{Ia}}(t) \right) \quad (13)$$

$$\dot{G}_{i,\text{in}} = A_{\text{in}} X_i(t=0) \left(\frac{t}{\text{Gyr}} \right) \exp \left(-\frac{t}{\tau_{\text{in}}} \right) \quad (14)$$

ここで A_* , α , A_{out} , A_{in} , τ_{out} はパラメータである。これらの項のうち化学進化の式で時間の項を陽に含むものは、Ia 型超新星の遅延時間 (0.1Gyr) とガス流入のタイムスケール (τ_{out}) である。K11 では、矮小銀河の観測で得られた元素組成を最もよく再現するパラメータの組み合わせをフィッティングから求め、星生成史やガスの流入出量などを推定しているが、結果として得られた星生成期間は $\sim 1 \text{ Gyr}$ で色-等級図から推定されるもの ($> 5 \text{ Gyr}$) より短く、かつ星生成期間は Ia 型超新星の遅延時間に強く依存していた (0.3Gyr にすると星生成期間も約 3 倍になる)。これは化学進化の進み方が、時間の項を陽に含む Ia 型超新星の遅延時間でスケールアップされてしまったためである。

そこで今回の計算では、色-等級図から推定された星生成史と分光観測から測定された元素組成を同時に満たす場合が存在するか調べることを目的として、化学進化の進み方は観測された星生成史でスケールアップを行う。このとき星生成期間は K11 のものより長くなるため、Ia 型超新星の遅延時間が 0.1Gyr のままでは観測結果を再現しきれない。そこで今回の計算では Ia 型超新星の遅延時間もパラメータとして設定することにした。

化学進化の式 (3) で $\dot{G}_i(t)$, $\Psi(t)$, $\dot{G}_{i,\text{in}}(t)$, $\dot{G}_{i,\text{out}}(t)$ が主に仮定される量であるが、観測された星生成史を基に化学進化モデルを作る場合、3通りの作り方が存在する。

- (1). 領域内のガス質量はガスの流入出によって決まり、星生成史とは無関係である。
($\Psi(t)$, $\dot{G}_{i,\text{in}}(t)$, $\dot{G}_{i,\text{out}}(t)$ が given)
- (2). 領域内のガス質量は星生成史と比例関係にあり、ガスの流入はそれを補う量として導入する。
($\dot{G}_i(t)$, $\Psi(t)$, $\dot{G}_{i,\text{out}}(t)$ が given)
- (3). 領域内のガス質量は星生成史と比例関係にあり、ガスの流出はそれを補う量として導入する。
($\dot{G}_i(t)$, $\Psi(t)$, $\dot{G}_{i,\text{in}}(t)$ が given)

うちガスの流入については起源が最もよく分かっていない量であることから、流入の形を仮定してモデルに予め組み込むことは避けたい。そこで、(2) の方法によるモデルで今回は計算した。

このとき化学進化の式は以下ようになる。

$$G(t) = A_* \left(\frac{\Psi(t)}{[10^6 M_\odot / \text{Gyr}]} \right) \quad (15)$$

$$\dot{G}_{\text{in}}(t) = \dot{G}(t) + \Psi(t) - \sum_i E_i(t) + A_{\text{out}} \left(\dot{N}_{\text{II}}(t) + \dot{N}_{\text{Ia}}(t) \right) \quad (16)$$

$$E_i(t) = \int_{m_i}^{\infty} [(m - m_{\text{rem}}) X_i(t - \tau(m)) + m p_{i,m}] \Psi(t - \tau(m)) \phi(m) dm \quad (17)$$

$$\dot{N}_{\text{II}}(t) = \int_0^t \int_{10 M_\odot}^{\infty} \Psi(t' - \tau(m)) \phi(m) dm dt' \quad ; \text{ for } t' \geq \tau(m) \quad (18)$$

$$\dot{N}_{\text{Ia}}(t) = \int_0^t \Psi(t') \Psi_{\text{Ia}}(t - t') dt' \quad ; \text{ for } (t - t') \geq \tau_{\text{delay}} \quad (19)$$

このモデルのパラメータは、 A_* , A_{out} , τ_{delay} である。それぞれを、「ガス質量係数」「流出係数」「遅延時間」と呼ぶことにする。

3.3 観測との比較方法

上述のモデルによって計算された結果を、観測された矮小銀河の金属量分布と比較する。金属量分布は、ある金属量の値を持つ星がどの程度存在するか示した分布図である（A.1.4 節参照）。モデル計算から得られた金属量分布と観測結果とを比較するために、モデルの各パラメータごとに χ^2 値を計算した。

金属量分布は確率分布のように考えて、観測・モデル双方の金属量分布をガウス関数の足し合わせで表した（図 22）。

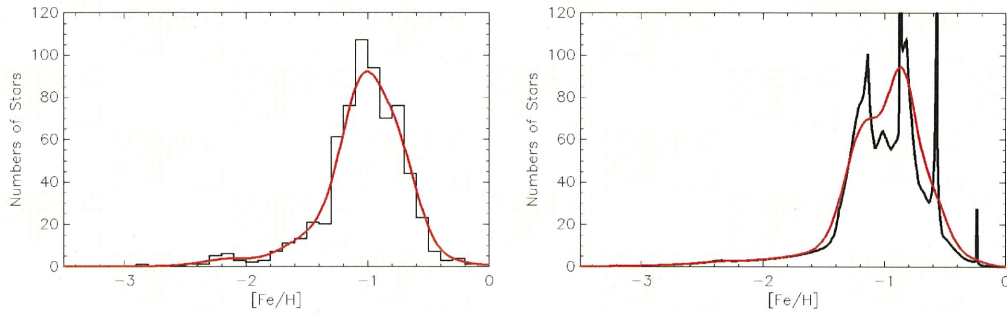


図 22: Fornax の金属量分布。左が観測、右がモデルを表す。それぞれ求められたもの（黒線）を誤差程度の広がりを持つガウス関数でなまらせている（赤線）。

図 22 の左は、観測された金属量分布のヒストグラム（黒線）を観測誤差 ($\Delta[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.1$) だけ広がりを持つガウス関数の足し合わせで表した場合（赤線）を示している。また図 22 の右は、モデル計算された金属量分布（黒線）を $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0.1$ だけ広がりをもつガウス関数の足し合わせで表した場合（赤線）を示している。図 22 右の金属量分布モデルに見られるスパイク状の特徴は、生成される星の金属量はすべて等しいと仮定したために現れた特徴である（5 章参照）。

これらを比較して χ^2 値を計算した（式 20）。

$$\chi^2 = \left(\sum_{i=1}^{N_{\text{bin}}} \frac{(f_{i,\text{obs}} - f_{i,\text{model}})^2}{f_{i,\text{obs}}} \right) / \left(\sum_{i=1}^{N_{\text{bin}}} f_{i,\text{obs}} \right) \quad (20)$$

ここで、 $f_{i,\text{obs}}$, $f_{i,\text{model}}$ はそれぞれ観測、モデル計算で得られた金属量分布で、 i 番目のビンに含まれている星の数である。ビンのとり方は、 $[\text{Fe}/\text{H}] = [-3.5, 1.0]$ の区間を 500 ビンに分けて計算した。また χ^2 値の発散を防ぐために、 $f_{i,\text{obs}} < 0.24$ では計算していない。この値は、 1σ 以下で星 1 つがビンに見出されときの値に対応する。この様に計算することで、各パラメータによってモデル計算された MDF が観測されたものとどれだけズレているか評価することができる。観測された MDF とモデル計算された MDF が完全に一致した場合は、 $\chi^2 = 0$ となる。

今回の計算で評価する矮小銀河は、Fornax, Sculptor, Léo II, Sextans の 4 天体である（2.2 節参照）。図 23 に、それぞれの金属量分布を観測誤差だけ広がりを持つガウス関数の足し合わせで表したものを示す。ただし、 $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] > 0.3$ の誤差を持つサンプルは反映されていない。

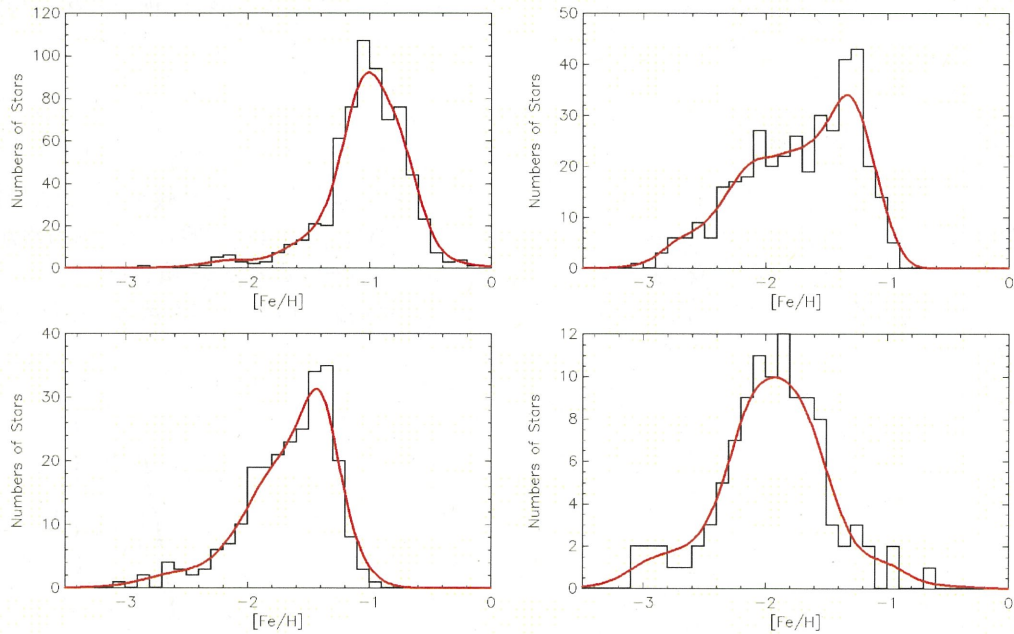


図 23: 矮小銀河の金属量分布をヒストグラム（黒線）で表したものと、ガウス関数の足し合わせ（赤線）で表したもの。それぞれ、Fornax(左上), Sculptor(右上), Leo II(左下), Sextans(右下) である。

3.3.1 比較方法のまとめ

1. 観測された星生成史を考慮した化学進化モデルを用意する。
2. モデルに必要なパラメータの値がとるべき範囲を設定し、十分なパラメータセットを用意する。
3. 各パラメータセットによる化学進化を計算し、金属量分布と元素組成比を求める。
4. それぞれの金属量分布と元素組成比を観測値と比較し、 χ^2 値を求める。
5. どのパラメータセットが最も観測を再現できるか、 χ^2 値から判断する。

ただし今回の計算では、観測データへのモデルフィッティングによるパラメータの決定精度には注目していない。 χ^2 値は、あるパラメータセットに解が収束するか見るための指標として扱い、 χ^2 値の統計的な意味についてはここでは議論しない。

4 結果

モデルに必要なパラメータは、ガス質量係数 A_* 、ガス流出係数 A_{out} 、Ia 型超新星の遅延時間 τ_{delay} である。ここでガス質量係数は式 (15) のような形で与えられ、値が大きいくほど星生成率に対してガスの質量は大きくなる（星生成効率が悪くなる）。ガス流出係数は、超新星 1 つにつきどれだけのガスが流出するかを表しており、 $[M_{\odot}/\text{SN}]$ という単位になる。Ia 型超新星の遅延時間は $[\text{Gyr}]$ という単位で与える。

各矮小銀河のパラメータセットは表 2 のように与えた。

dSph	Fornax	Sculptor	Leo II	Sextans
ガス質量係数 A_*	1~1,000	1~1,000	1~1,000	1~1,000
流出係数 $[M_{\odot}/\text{SN}]$	100 ~ 50,000	100 ~ 50,000	100 ~ 50,000	100 ~ 50,000
遅延時間 $[\text{Gyr}]$	0.1, 0.5	0.1, 0.5	0.1, 0.5	0.1, 0.5

表 2: 各矮小銀河のパラメータ区間。

Ia 型超新星の遅延時間は示されている値を用いたが、ガス質量係数と流出係数は対数スケールで 30 のビンに分けた。これにより、モデル計算には矮小銀河それぞれに 1,800 通りのパラメータセットが用意された。

4.1 金属量分布

各パラメータセットに対して求められた金属量分布を観測値と比較し、それぞれで χ^2 値を求める (3.3 節参照)。結果の図の見かたについて説明する。

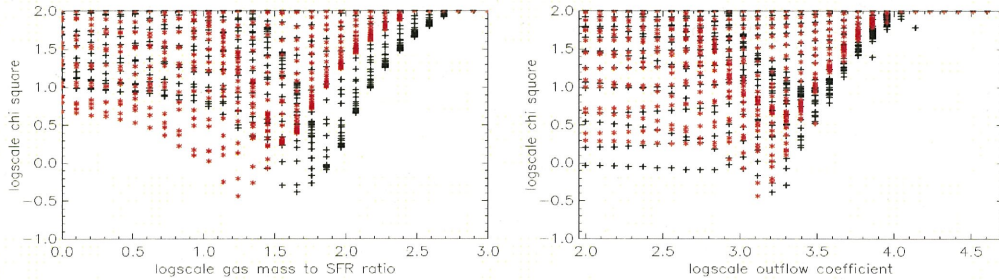


図 24: 横軸に各パラメータ、縦軸に Fornax の金属量分布での χ^2 の対数をとった図。左がガス質量係数の対数、右が流出係数の対数を横軸にそれぞれとった図である。また色の違いは遅延時間を表しており、黒が 0.1Gyr、赤が 0.5Gyr である。

図 24 は χ^2 値とパラメータの関係を示した図である。横軸に各パラメータ、縦軸に χ^2 値をとっており、各プロット点は 1,800 通りのパラメータセットにそれぞれ対応する。すなわち縦軸の値が小さいプロット点ほど、観測された金属量分布をよく説明できるパラメータセットになる。図 24 から、あるパラメータ（横軸）の値で χ^2 値が小さくなる、“V 字”の傾向が見える。これは、金属量分布を説明できるモデル解が 1 つのパラメータセットに収束していく傾向を表している。

この図を 3 次元にプロットすると図 42 のようになる。図 25 左は図 24 を 3 次元プロットしたもので、図 25 右はその等高線（黒線）を示している。ただし Z 軸上方ほど χ^2 値が小さくなるように図示している。等高線は、 χ^2 値が $\log(\chi^2) = 0.1$ だけ変わるとに引いている。この図から、金属量分布を説明できるモデル

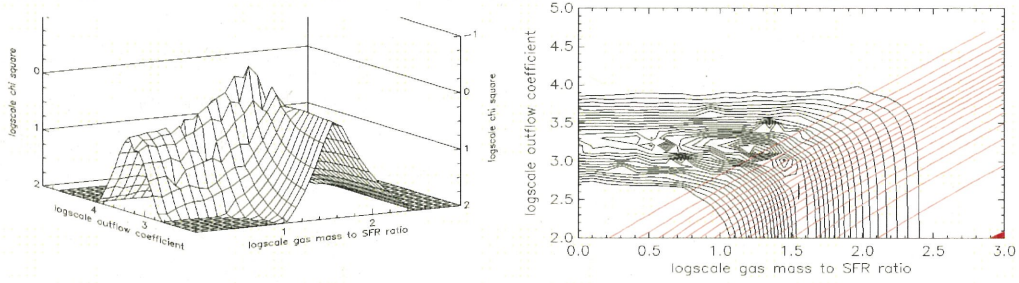


図 25: モデルにおける Fornax のパラメータ空間での χ^2 値を図示したもので、遅延時間が 0.5Gyr の場合である。左図は、X 軸にガス質量係数、Y 軸に流出係数、Z 軸に χ^2 値をとった図で、Z 軸上方ほど χ^2 値が小さくなっている。右図は、横軸にガス質量係数、縦軸に流出係数を取り、 χ^2 値の等高線（黒線）と流出係数の変化量の等高線（赤線）を描いた図である。

解が 1 つのパラメータセットに収束していく傾向をより顕著に見ることができる。ただし図 25 右の赤い等高線は別の意味を持っている。モデルではガスの流入量を式 (16) のように与えている。

$$\dot{G}_{\text{in}}(t) = \dot{G}(t) + \Psi(t) - \sum_i E_i(t) + A_{\text{out}} \left(\dot{N}_{\text{II}}(t) + \dot{N}_{\text{Ia}}(t) \right) \quad (16)$$

右辺の $\dot{G}(t)$ は星生成率の時間変化に比例しており、正負両方の値をとる。そのため右辺が負となる場合があり、ガスの流入量が負という計算が行われてしまう。これは現象として zero-metal のガスだけ流出していくことに対応し、現実を反映しているとは言えない。そこで負のガス流入量については、流出係数をその時間だけ大きくするという操作を行うことで、流入量がゼロとなるようにした。これは現象として、超新星が流出させるガスの量が一時的に増加したことに対応する（図 26）。

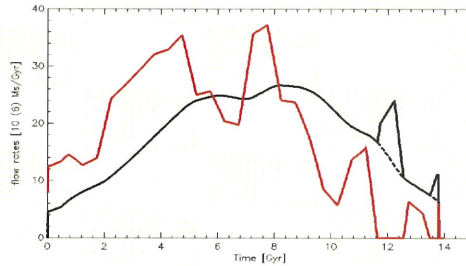


図 26: Fornax のあるパラメータセットでのモデル計算による、ガス流出率（黒線）と流入率（赤線）の時間変化。12Gyr 付近で流入率がゼロとなり、流出率が流出係数一定での値（点線）より大きくなっている。

しかしパラメータとして与えた流出係数が定数でなくなってしまうため、モデルとして不適である。ただしこの問題は、観測された星生成史に誤差は含まれず、かつ星生成率とガス質量の比は常に一定であると仮定したことで生じた問題であるため、現実的な許容範囲を考えた上で不適であるか判断する必要がある。この度合いを示すために、図 25 右のような赤い等高線を引いた。流出係数が一定である場合の流出量に対して、上回った流出量が 3% 増えるごとに等高線を引いている。すなわち図 25 右の右下ほど、流出係数の変動が大きい。

4.1.1 Fornax

Fornax のパラメータセットのうち、それぞれの遅延時間で χ^2 値が最小となる組み合わせは表 3 のようになった。Fornax ではガス質量係数は遅延時間によって値が変わるのに対して、流出係数はほぼ同じ値になっていることが分かる。

遅延時間 0.1Gyr			遅延時間 0.5Gyr		
ガス質量係数 A_*	流出係数 [M_\odot /SN]	χ^2 値	ガス質量係数 A_*	流出係数 [M_\odot /SN]	χ^2 値
45.2 ($\simeq 10^{1.66}$)	1621 ($\simeq 10^{3.21}$)	0.411	17.4 ($\simeq 10^{1.24}$)	1308 ($\simeq 10^{3.12}$)	0.365

表 3: 遅延時間が 0.1, 0.5Gyr それぞれで χ^2 値が最小となるパラメータセット。

また、表 3 のパラメータセットによる計算結果は図 27 のようになった。遅延時間によらず、観測された金属量分布の位置や幅は再現できている。ただしどちらのモデル曲線もピーク付近で低金属量側の星が少なく、観測されたものとズレていることが分かる。

各パラメータを横軸にとり、金属量分布での χ^2 値を縦軸にとると図 28 のようになる。図 28 左のガス質量係数の振る舞いからはある値に収束するような傾向が見られ、遅延時間が 0.1Gyr の場合は $\log(A_*) \sim 1.6$ 、0.5Gyr の場合は $\log(A_*) \sim 1.2$ で χ^2 値が最小となっているように見える。これより、星生成率係数はある値で金属量分布をよく再現できる傾向があり、その値は遅延時間によって異なることが分かる。図 28 右の流出係数の振る舞いからは遅延時間の違いによらずある値に収束するような傾向が見られ、 $\log(A_{\text{out}}) \sim 3.2$ で χ^2 値が最小となっているように見える。これより、ガスの流出係数はある値で金属量分布をよく再現できる傾向があると言える。

これらの収束傾向をより見やすくするために図 29 を用意した。左右の違いは遅延時間の違いを表しており、左の列が遅延時間が 0.1Gyr の場合、右の列が 0.5Gyr の場合である。下 4 段の立体図は同じ図を Z 軸回りに回転させたものである。上段の等高図からは、それぞれの遅延時間でのピークが赤い等高線の領域に含まれていることが分かる。0.1Gyr の場合は約 6%、0.5Gyr の場合は約 3%の流出量超過の影響を受けており、図 27 下段からもその様子が見てとれる。ただし流出量超過の影響があるのは進化後期であり、割合も少ないことから金属量分布への影響は小さい。

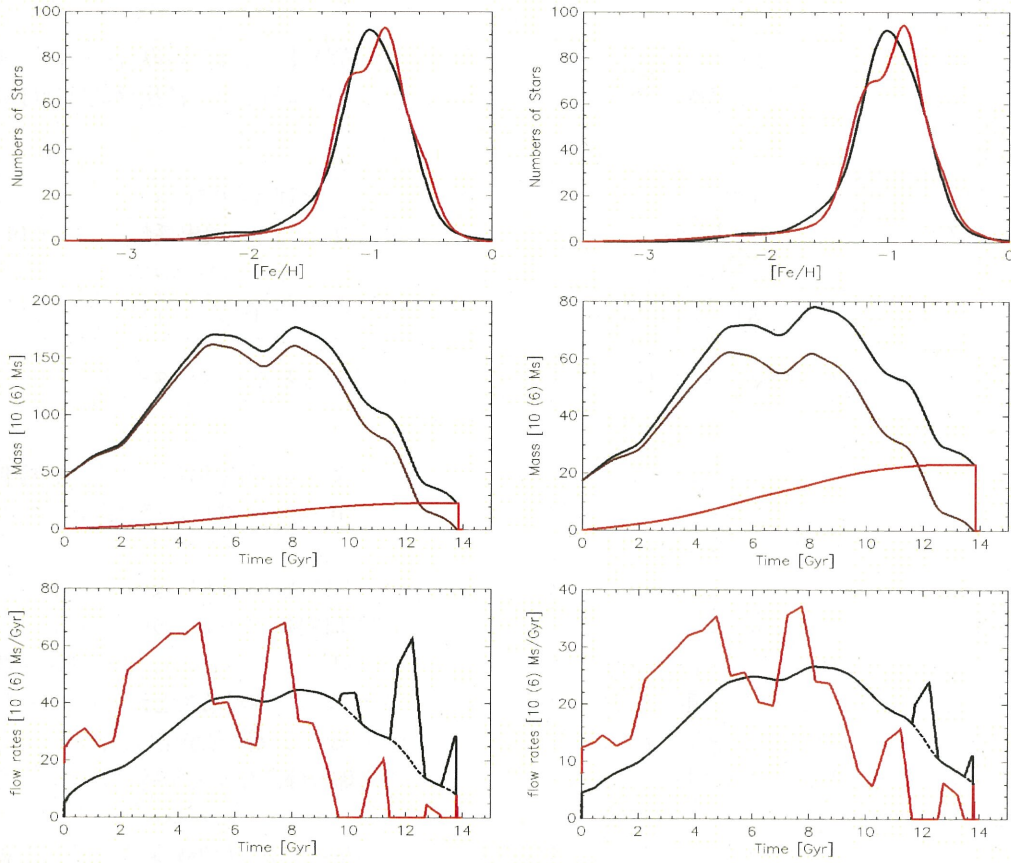


図 27: 表 3 のパラメータセットから計算された、Fornax の理論曲線。左列が遅延時間が 0.1 Gyr の場合、右列が 0.5 Gyr の場合を示している。上段の図は金属量分布で、黒が Kirby, et al.(2010)[11] による観測値で、赤が化学進化モデルによる計算結果である。中段の図は総質量 (黒) とガス質量 (茶)、星質量 (赤) の時間変化を示している。下段の図はガスの流出率 (黒) と流入率 (赤) の時間変化を示している。

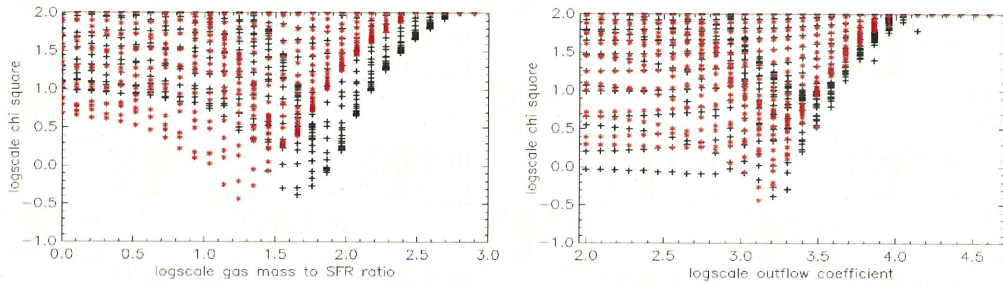


図 28: 横軸に各パラメータ、縦軸に Fornax の金属量分布での χ^2 の対数をとった図。左がガス質量係数の対数、右が流出係数の対数を横軸にそれぞれとった図である。また色の違いは遅延時間を表しており、黒が 0.1 Gyr、赤が 0.5 Gyr である。

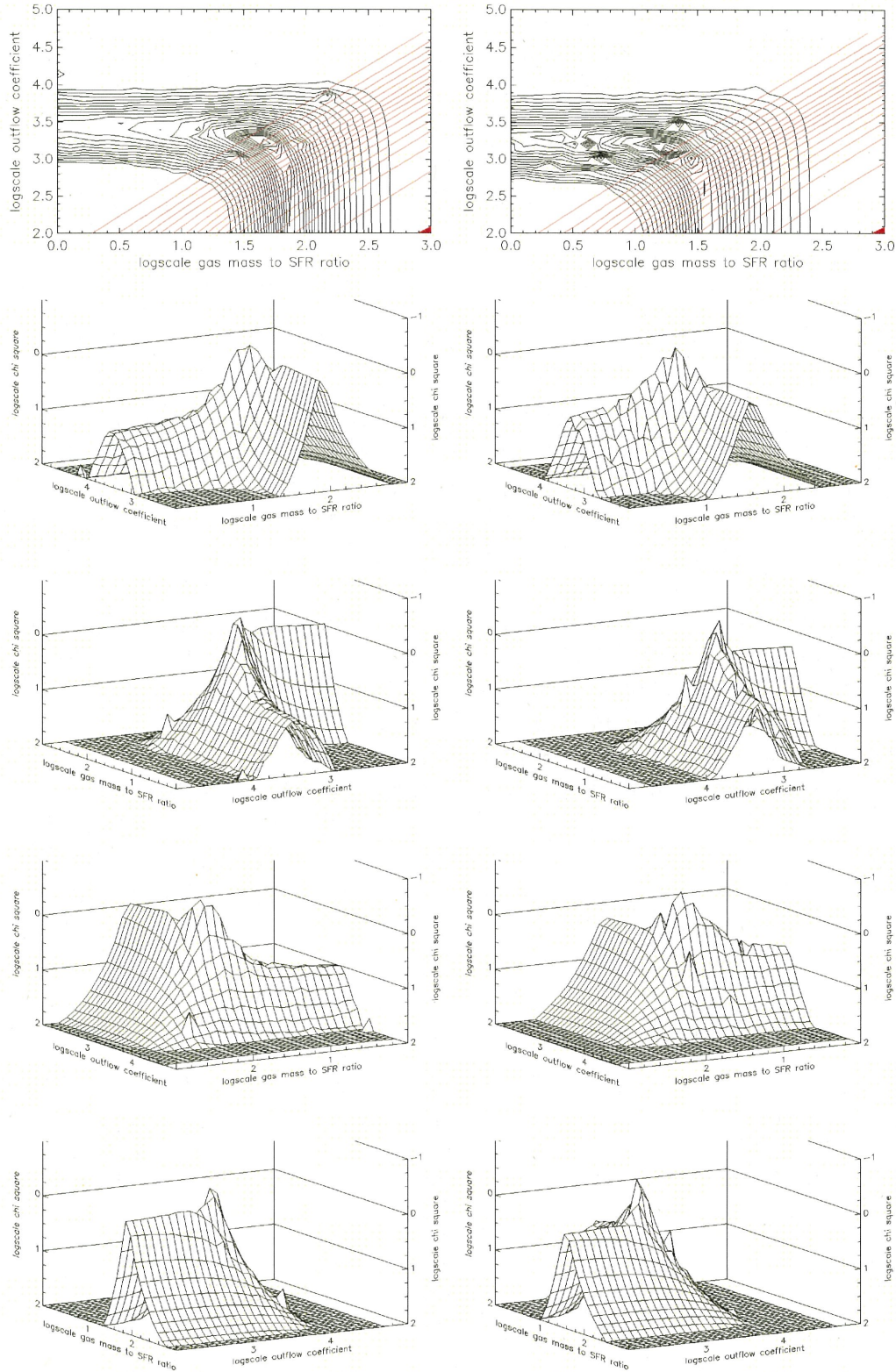


図 29: Fornax のパラメータ空間での χ^2 値を図示した。左右の列は遅延時間によって分けており、左の列が 0.1Gyr、右の列が 0.5Gyr の場合を表している。最上段は、横軸にガス質量係数、縦軸に流出係数を取り、 χ^2 値の等高線を描いた図である。また下 4 段は χ^2 値を Z 軸にとった図で、Z 軸上方ほど χ^2 値が小さくなっており、それぞれの図は Z 軸回りに回転させた図になっている。

4.1.2 Sculptor

Sculptor のパラメータセットのうち、それぞれの遅延時間で χ^2 値が最小となる組み合わせは表 4 のようになった。Sculptor ではガス質量係数は遅延時間によって値が変わるのに対して、流出係数はほぼ同じ値になっていることが分かる。

遅延時間 0.1Gyr			遅延時間 0.5Gyr		
ガス質量係数 A_*	流出係数 [M_\odot/SN]	χ^2 値	ガス質量係数 A_*	流出係数 [M_\odot/SN]	χ^2 値
92.4 ($\simeq 10^{1.97}$)	7267 ($\simeq 10^{3.86}$)	1.74	10.8 ($\simeq 10^{1.03}$)	5865 ($\simeq 10^{3.77}$)	1.56

表 4: 遅延時間が 0.1, 0.5Gyr それぞれで χ^2 値が最小となるパラメータセット。

また、表 4 のパラメータセットによる計算結果は図 30 のようになった。観測された金属量分布の位置や幅は再現できているが、特徴について再現しきれていない。遅延時間が 0.1Gyr の場合、観測された金属量分布より $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.6$ の星の割合が多く、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2.0$ の星の割合が少なく見積もられていることが分かる。遅延時間が 0.5Gyr の場合は、観測された金属量分布より $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2.0$ の星の割合が少なく、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.3$ の星の割合が多く見積もられていることが分かる。

各パラメータを横軸にとり、金属量分布での χ^2 値を縦軸にとると図 31 のようになる。図 31 左のガス質量係数の振る舞いからはある値に収束するような傾向が見られ、遅延時間が 0.1Gyr の場合は $\log(A_*) \sim 1.9$ 、0.5Gyr の場合は $\log(A_*) \sim 1.0$ で χ^2 値が最小となっているように見える。ただし Fornax の場合ほど顕著な傾向ではない。図 31 右の流出係数の振る舞いからは遅延時間の違いによらずある値に収束するような傾向が見られ、 $\log(A_{\text{out}}) \sim 3.8$ で χ^2 値が最小となっているように見える。これより、ガスの流出係数はある値で金属量分布をよく再現できる傾向があるといえる。

また、これらの収束傾向をより見やすくするために図 32 を用意した。上段の等高図から、遅延時間によらず流出係数は狭い範囲に収束するが、ガス質量係数はやや広がった範囲に収束する傾向があることが分かる。また $[A_*, A_{\text{out}}] \sim [10^{0.5}, 10^{2.5}]$ 付近に χ^2 値が小さくなっている領域があるが、これは χ^2 値を計算する際に、発散を防ぐために $f_{i,\text{obs}} < 0.24$ では計算しないという操作を行ったことにより、計算上は χ^2 値が小さくなっている領域である (3.3 節参照)。

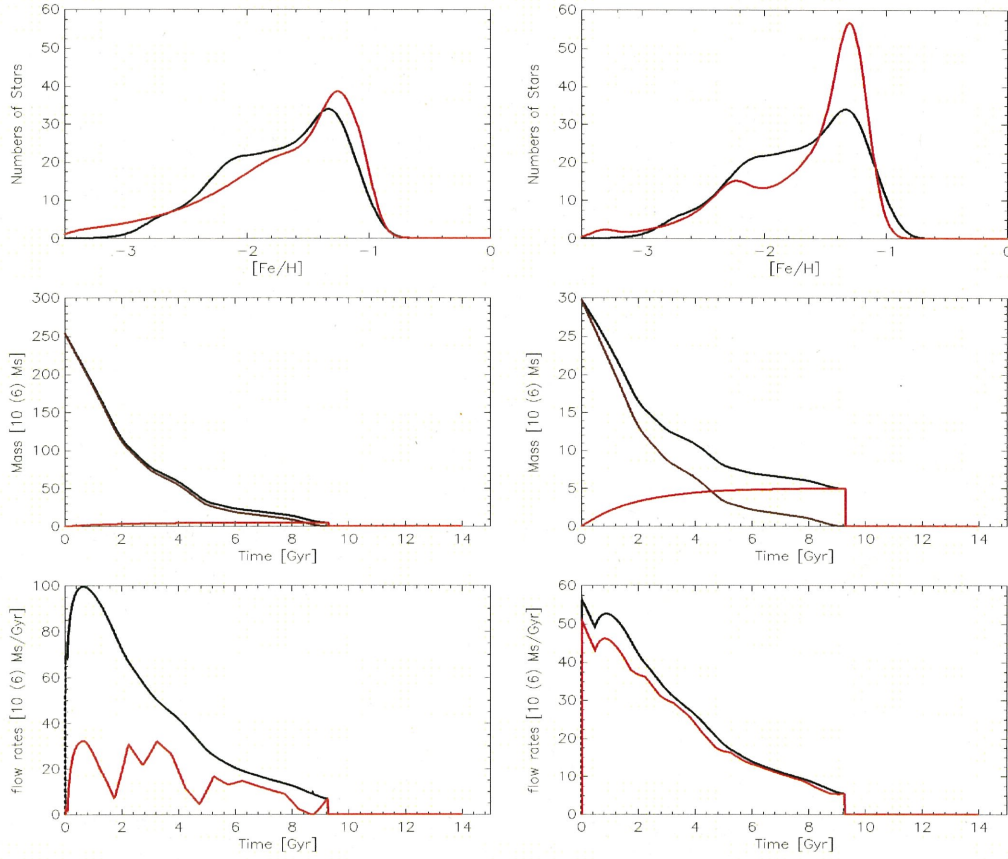


図 30: 表 4 のパラメータセットから計算された、Sculptor の理論曲線。左列が遅延時間が 0.1Gyr の場合、右列が 0.5Gyr の場合を示している。上段の図は金属量分布で、黒が Kirby, et al.(2010)[11] による観測値で、赤が化学進化モデルによる計算結果である。中段の図は総質量（黒）とガス質量（茶）、星質量（赤）の時間変化を示している。下段の図はガスの流出率（黒）と流入率（赤）の時間変化を示している。

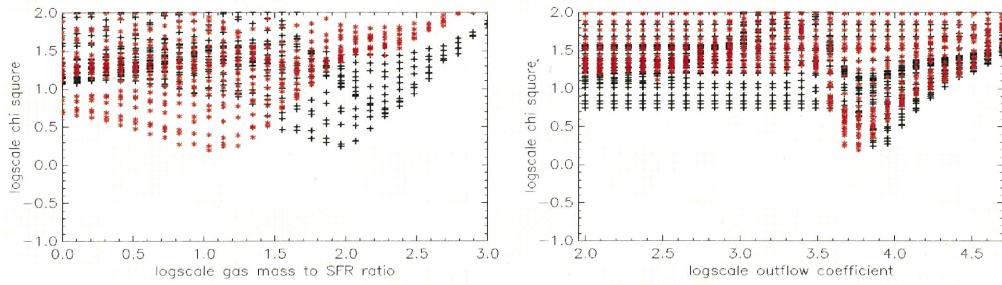


図 31: 横軸に各パラメータ、縦軸に Sculptor の金属量分布での χ^2 の対数をとった図。左がガス質量係数の対数、右が流出係数の対数を横軸にそれぞれとった図である。また色の違いは遅延時間を表しており、黒が 0.1Gyr、赤が 0.5Gyr である。

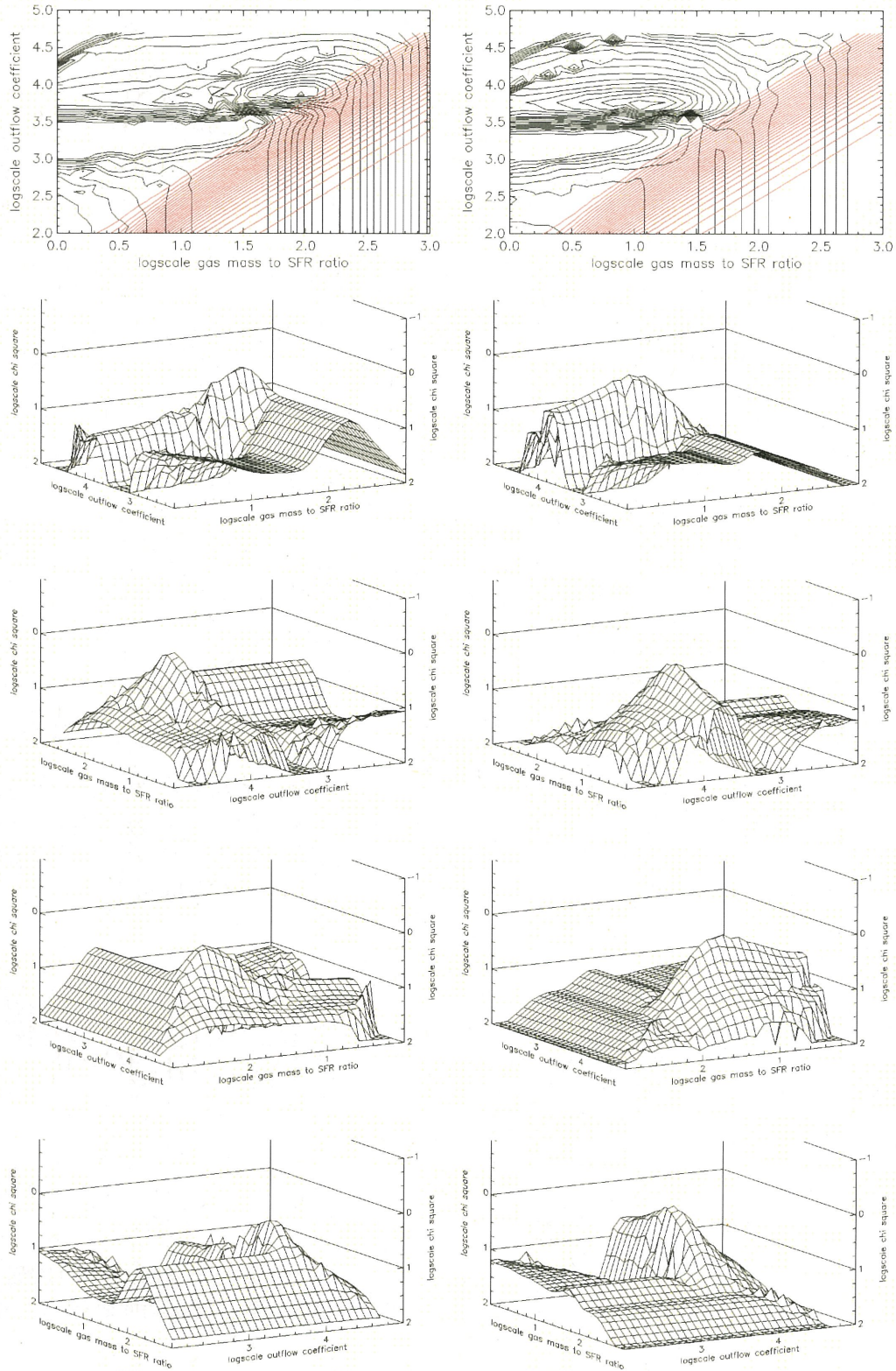


図 32: Sculptor のパラメータ空間での χ^2 値を図示した。図の見方は図 29 と同じである。

4.1.3 Leo II

Leo II のパラメータセットのうち、それぞれの遅延時間で χ^2 値が最小となる組み合わせは表 5 のようになった。Leo II ではガス質量係数は遅延時間によって値が変わるのに対して、流出係数はほぼ同じ値になっていることが分かる。

遅延時間 0.1Gyr			遅延時間 0.5Gyr		
ガス質量係数 A_*	流出係数 $[M_\odot/\text{SN}]$	χ^2 値	ガス質量係数 A_*	流出係数 $[M_\odot/\text{SN}]$	χ^2 値
240 ($\simeq 10^{2.38}$)	5865 ($\simeq 10^{3.77}$)	0.402	72.8 ($\simeq 10^{1.86}$)	5865 ($\simeq 10^{3.77}$)	1.55

表 5: 遅延時間が 0.1, 0.5Gyr それぞれで χ^2 値が最小となるパラメータセットを示した。

また、表 5 のパラメータセットによる計算結果は、図 33 のようになった。どちらも金属量分布のピークの位置はよく合っている。ただし幅についてはどちらもやや狭く、遅延時間が 0.5Gyr の場合の方が幅は狭くなっている。

各パラメータを横軸にとり、金属量分布での χ^2 値を縦軸にとると図 34 のようになる。図 34 左のガス質量係数の振る舞いからはある値に収束するような傾向が見られ、遅延時間が 0.1Gyr の場合は $\log(A_*) \sim 2.4$ 、0.5Gyr の場合は $\log(A_*) \sim 2.0$ で χ^2 値が最小となっているように見える。これより、ガス質量係数はある値で金属量分布をよく再現できる傾向があり、その値は遅延時間によって異なることが分かる。図 34 右の流出係数の振る舞いからは遅延時間の違いによらずある値に収束するような傾向が見られ、 $\log(A_{\text{out}}) \sim 3.7$ で χ^2 値が最小となっているように見える。これより、ガスの流出係数はある値で金属量分布をよく再現できる傾向があるといえる。

また、これらの収束傾向をより見やすくするために図 35 を用意した。上段の等高図から、 χ^2 値が最小のパラメータセットは赤い等高線で示した領域にあることが分かる。これは Leo II の星生成率が、ある時刻で急に減少するためである (図 36)。今回のモデルでは星生成率がガス質量と比例しているため、Leo II ではガス質量をある時刻から急に減少させる必要がある。その減少量が流出係数から決まるガス流出量では足りないため、不足分を図 33 下段左のように上乘せしている (超過分は流出量全体の約 17%)。流出係数は主に金属量分布の位置 (平均金属量) によって決まっている (5 章参照)。従って、Leo II の星生成史が実際に図 36 のように振る舞うのであれば、Leo II での平均金属量とガス流出過程を同時に説明することは今回のモデルからはできない。

また遅延時間が 0.5Gyr の場合より 0.1Gyr の場合の方が χ^2 値が全体として小さいが、これは χ^2 値の計算の仕方による。図 37 のように、遅延時間が 0.5Gyr であっても金属量分布の幅を再現できるパラメータセットはある。しかし低金属量星の割合が高くなってしまふ。今回の χ^2 値の計算では、観測された星の数が小さいほどモデルとの差は大きく計算されるため、遅延時間が 0.5Gyr の場合は χ^2 値が大きくなる。

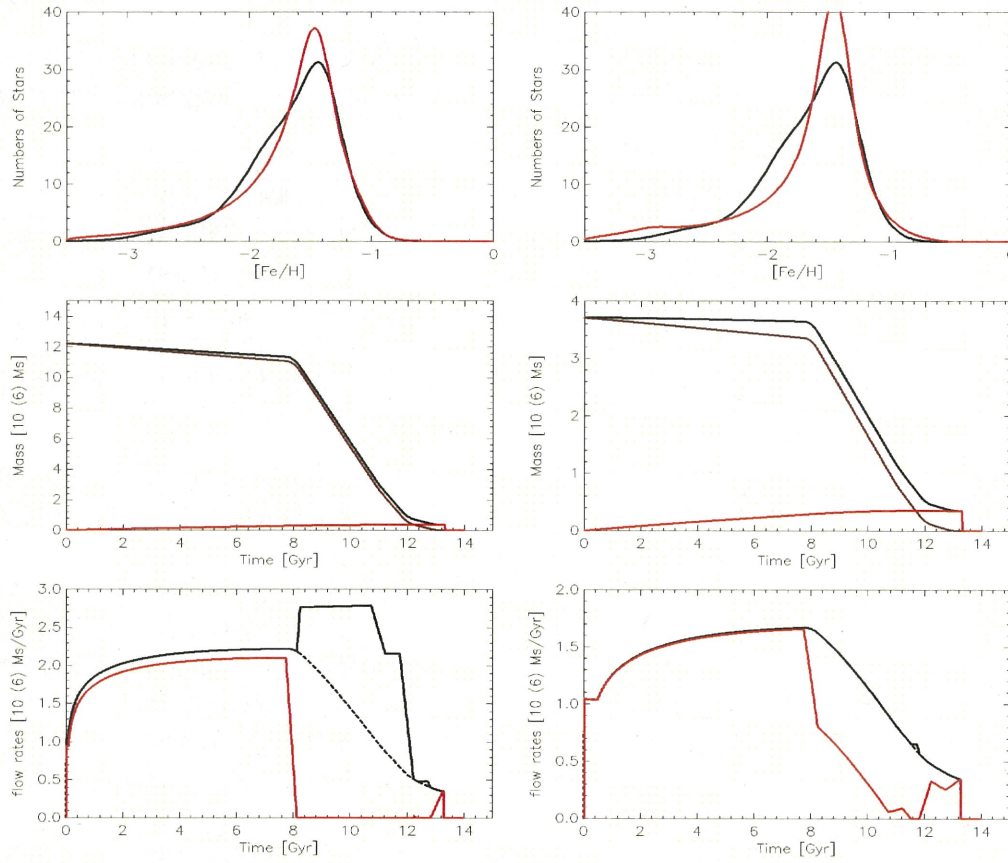


図 33: 表 5 のパラメータセットから計算された、Leo II の理論曲線。左列が遅延時間が 0.1Gyr の場合、右列が 0.5Gyr の場合を示している。上段の図は金属量分布で、黒が Kirby, et al.(2010)[11] による観測値で、赤が化学進化モデルによる計算結果である。中段の図は総質量 (黒) とガス質量 (茶)、星質量 (赤) の時間変化を示している。下段の図はガスの流出率 (黒) と流入率 (赤) の時間変化を示している。

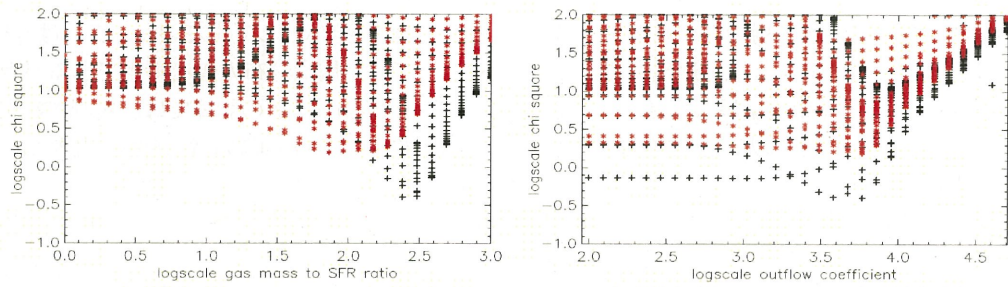


図 34: 横軸に各パラメータ、縦軸に Leo II の金属量分布での χ^2 の対数をとった図。左がガス質量係数の対数、右が流出係数の対数を横軸にそれぞれとった図である。また色の違いは遅延時間を表しており、黒が 0.1Gyr、赤が 0.5Gyr である。

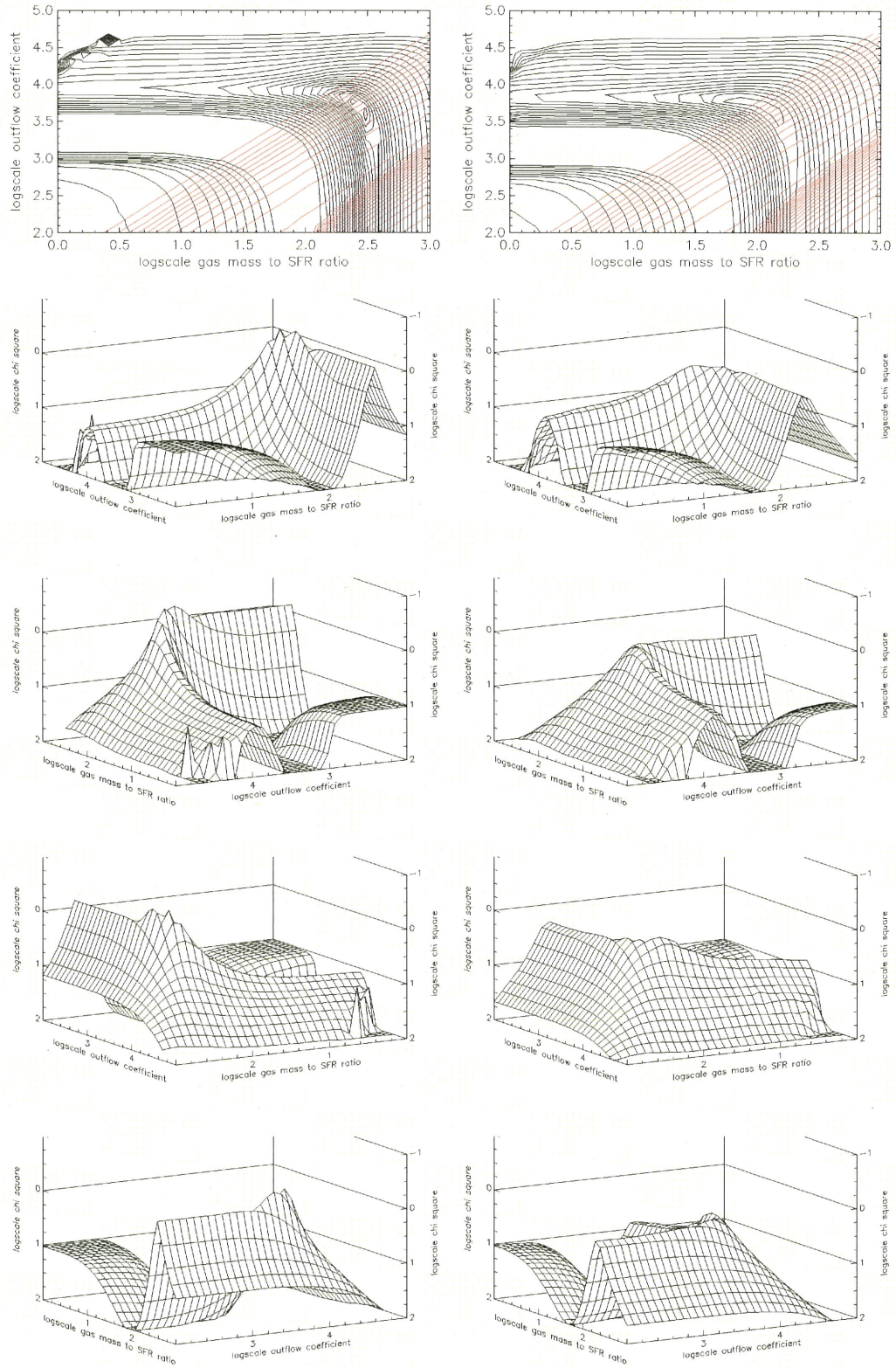


図 35: Leo II のパラメータ空間での χ^2 値を図示した。図の見方は図 29 と同じである。

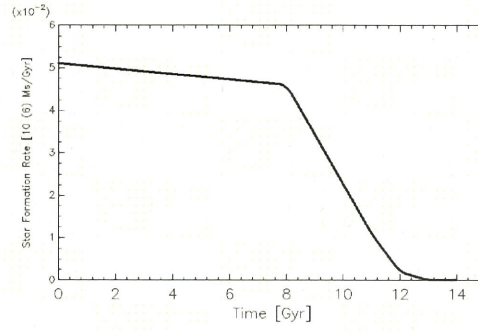


図 36: Leo II の星生成史。~8Gyr で星生成率が急に減少していることが分かる。

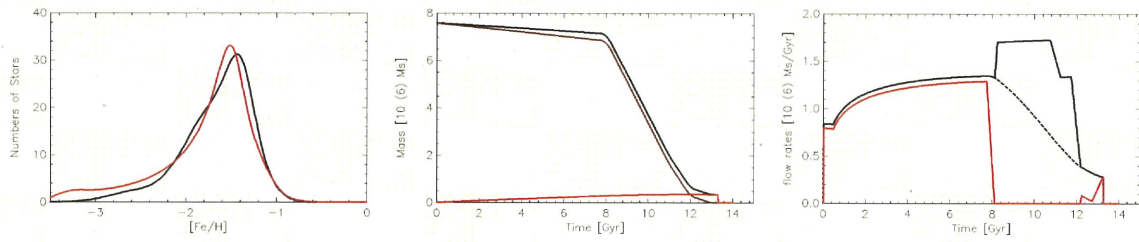


図 37: $[A_*, A_{\text{out}}, \tau_{\text{delay}}] = [149, 4733, 0.5]$ で計算した、Leo II の金属量分布 (左) と、総質量 (黒) とガス質量 (茶)、星質量 (赤) の時間変化 (中央)、ガスの流出率 (黒) と流入率 (赤) の時間変化 (右) を示す。図 33 上段と比較して低金属量星の割合が増えている。 $\chi^2=1.76$ 。

4.1.4 Sextans

Sextans のパラメータセットのうち、それぞれの遅延時間で χ^2 値が最小となる組み合わせは表 5 のようになった。Sextans ではガス質量係数、流出係数ともに遅延時間によって値が変わることが分かる。

遅延時間 0.1Gyr			遅延時間 0.5Gyr		
ガス質量係数 A_*	流出係数 [M_\odot/SN]	χ^2 値	ガス質量係数 A_*	流出係数 [M_\odot/SN]	χ^2 値
189 ($\simeq 10^{2.28}$)	3820 ($\simeq 10^{3.58}$)	2.18	13.7 ($\simeq 10^{1.14}$)	13821 ($\simeq 10^{4.14}$)	2.98

表 6: 遅延時間が 0.1, 0.5Gyr それぞれで χ^2 値が最小となるパラメータセットを示した。

また、表 7 のパラメータセットによる計算結果は、図 38 のようになった。観測値と理論曲線が明らかにズレているが、 χ^2 値はこの場合が最小となった。遅延時間が 0.1Gyr の場合は、金属量分布の位置は合っているが非常に広がったモデル曲線となっている。遅延時間が 0.5Gyr の場合はモデル曲線に 2 つの特徴的なピークが現れて観測結果と異なっており、高金属量側の星の割合も説明できていない。また図 38 下段左から、遅延時間が 0.1Gyr の場合はガスの流入率が常にゼロであり、流出係数が常に変化していることが分かる。

各パラメータを横軸にとり、金属量分布での χ^2 値を縦軸にとると図 39 のようになる。図 39 左のガス質量係数の振る舞いからはある値に収束するような傾向がわずかに見られ、遅延時間が 0.1Gyr の場合は $\log(A_*) \sim 2.3$ 、0.5Gyr の場合は $\log(A_*) \sim 1.0$ で χ^2 値が最小となっているように見える。しかし図 39 右の流出係数の振る舞いからは、遅延時間が 0.5Gyr の場合は $\log(A_{\text{out}}) \sim 4.1$ で χ^2 値が最小となっているように見えるが、0.1Gyr の場合は $\log(A_{\text{out}}) < 3.9$ で χ^2 値が一律に最小となっているように見える。これらの傾向をより見やすくするために図 40 を用意した。この図から、遅延時間が 0.1Gyr の場合に χ^2 値が最小となるパラメータセットは赤い等高線で示した領域に連なっていることが分かる。従って図 38 上段左の金属量分布は観測値を偶然よく説明できるような形となっただけであり、今回のモデルの意図する結果を反映してはいない。

そこでこの様な場合以外で χ^2 値が最小となるパラメータセットを探すと、表 ?? になる。この場合の金属量分布を書くと図 41 のようになる。やはり観測値と理論曲線のズレが大きく、観測された金属量分布の特徴と合っていない。観測された金属量分布は幅の広いピークと広いすそ野を持つのに対し、計算された理論曲線はピークが狭く高金属量側の星が少ない。今回のモデル計算では、パラメータを変えても Sextans の金属量分布を説明できる組み合わせは無かった。金属量分布の幅を広げると理論曲線のピークは大きくズレてしまう (図 42 左)。金属量分布のピークの位置を合わせた場合は、高金属量星の数を説明できなくなってしまう (図 42 中央)。遅延時間が 0.5Gyr の場合は理論曲線に 2 つのピークが現れるため、観測された特徴を説明できない (図 42 右)。これらの特徴のため、Sextans ではよく再現できなかったと考えられる。

遅延時間 0.1Gyr		
ガス質量係数 A_*	流出係数 [M_\odot/SN]	χ^2 値
149 ($\simeq 10^{2.17}$)	21217 ($\simeq 10^{4.33}$)	2.48

表 7: 遅延時間が 0.1Gyr での Sextans のベストモデル。

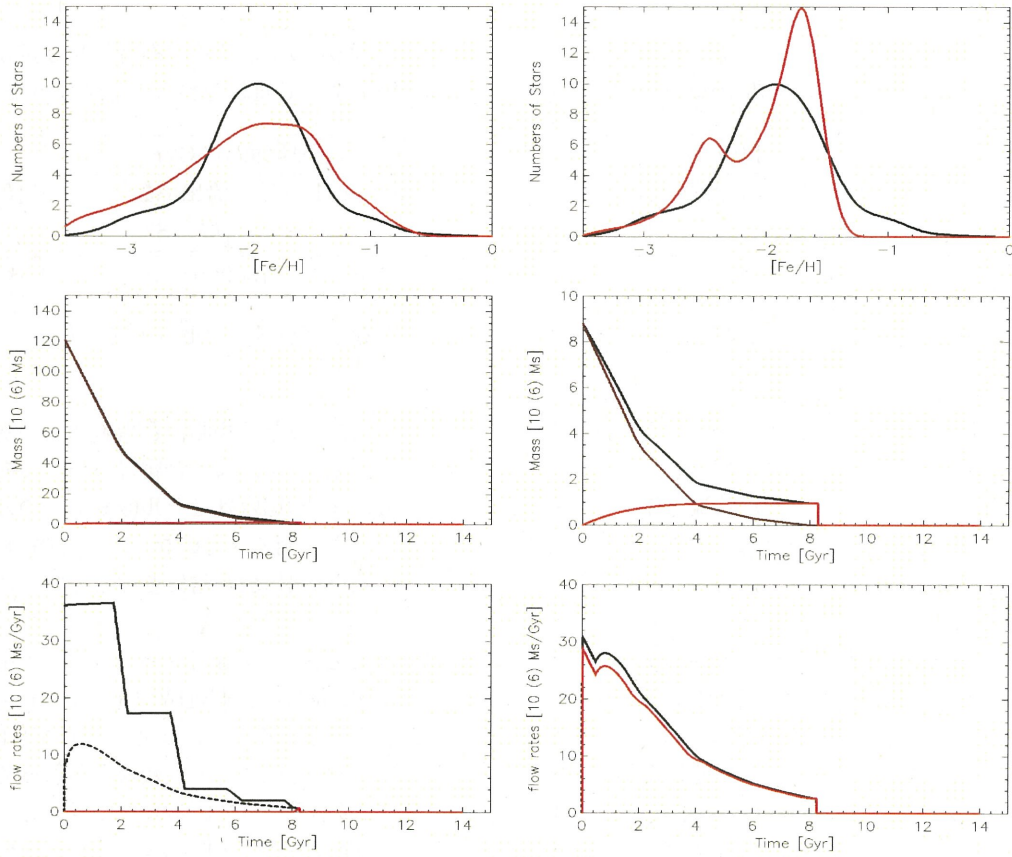


図 38: 表 7 のパラメータセットから計算された、Sextans の理論曲線。左列が遅延時間が 0.1Gyr の場合、右列が 0.5Gyr の場合を示している。上段の図は金属量分布で、黒が Kirby, et al.(2010)[11] による観測値で、赤が化学進化モデルによる計算結果である。中段の図は総質量（黒）とガス質量（茶）、星質量（赤）の時間変化を示している。下段の図はガスの流出率（黒）と流入率（赤）の時間変化を示している。

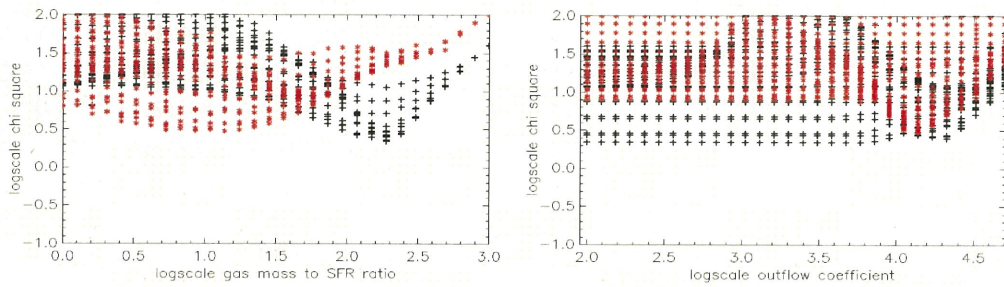


図 39: 横軸に各パラメータ、縦軸に Sextans の金属量分布での χ^2 の対数をとった図。左がガス質量係数の対数、右が流出係数の対数を横軸にそれぞれとった図である。また色の違いは遅延時間を表しており、黒が 0.1Gyr、赤が 0.5Gyr である。

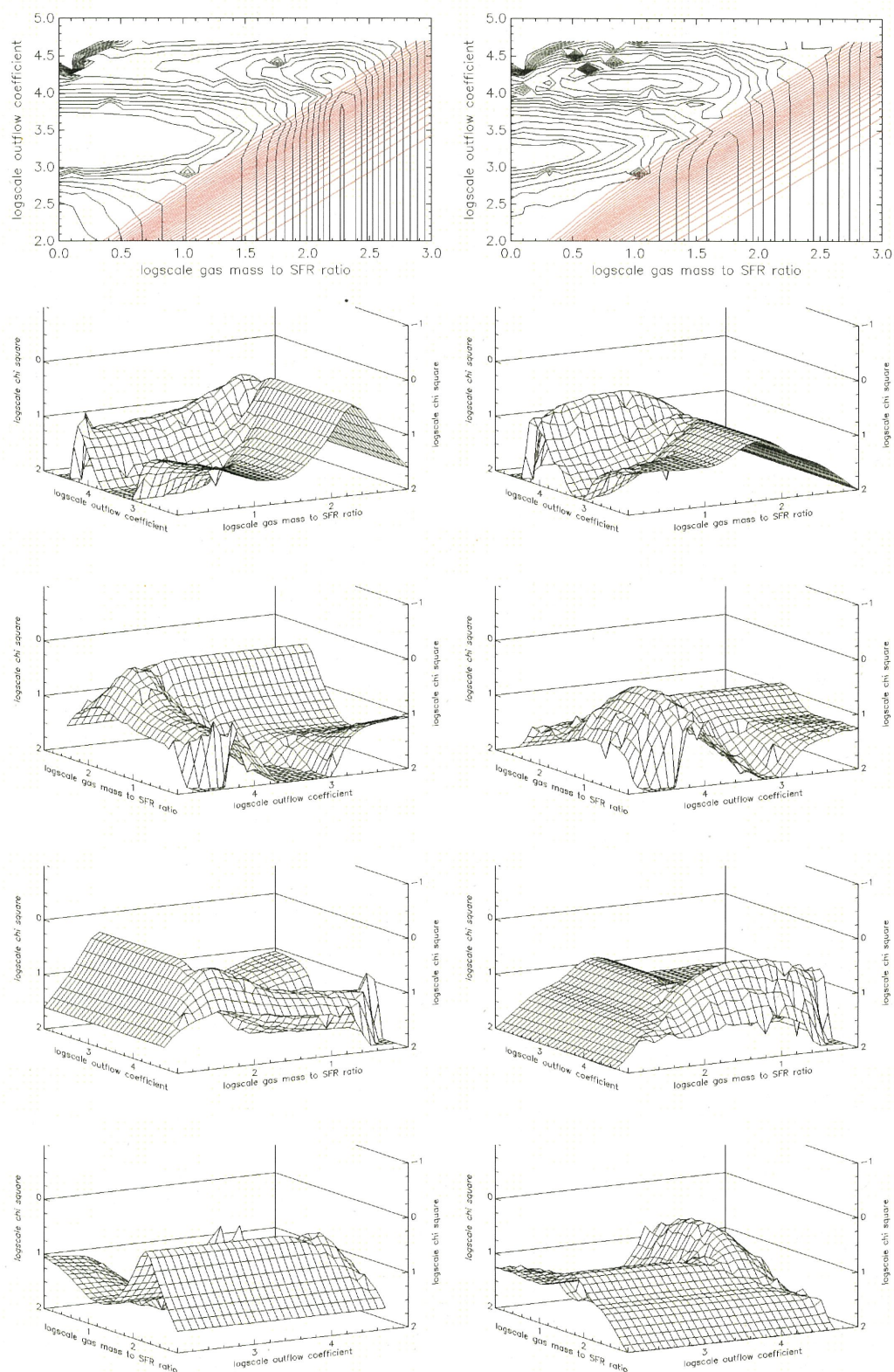


図 40: Sextans のパラメータ空間での χ^2 値を図示した。図の見方は図 29 と同じである。

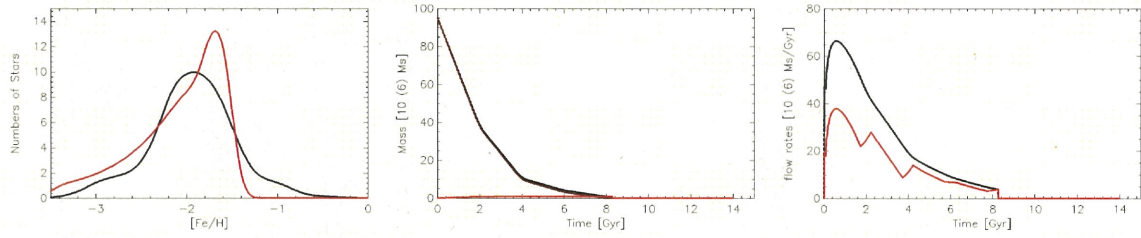


図 41: $[A_*, A_{\text{out}}, \tau_{\text{delay}}]=[149, 21217, 0.1]$ で計算された、Sextans の金属量分布 (左) と総質量 (黒) とガス質量 (茶)、星質量 (赤) の時間変化 (中央)、ガスの流出率 (黒) と流入率 (赤) の時間変化 (右) を示す。 χ^2 値は 2.48。

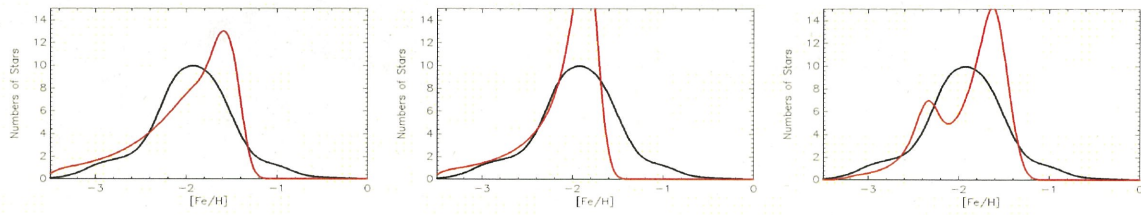


図 42: いろいろなパラメータセットによる Sextans の金属量分布。左 2 つが遅延時間が 0.1 Gyr の場合、右図が 0.5 Gyr の場合である。いずれも形が左右非対称である。

4.2 元素組成比

各パラメータセットに対して元素組成比 ($[\text{Mg}/\text{Fe}]$ など) の振る舞いも計算される。1.1.4 節でも述べたが、 $[\alpha/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ の関係図からは Ia 型超新星の寄与が現れ始めるタイミングを見ることができる。従って今回の計算では、遅延時間の違いによって $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ の転向点に違いが現れる。これらを図 43 に示した。

遅延時間が 0.5Gyr の方が、 $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ の転向点が $[\text{Fe}/\text{H}]$ の大きい位置にあることがどの矮小銀河でも言える。これは 0.1Gyr よりも 0.5Gyr の方が化学進化が進み、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ の値が大きくなってから Ia 型超新星の寄与が現れるためである。またこれらの図から、遅延時間によって転向点の位置は変わるが、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ の最大値は大きく変わらないことが分かる。このため遅延時間が長い方が、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ に対する $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ の変化が急になっている。

また、どの矮小銀河でも遅延時間が 0.5Gyr の方が観測値とよく合っていることが分かる。これは K11 で遅延時間を 0.1Gyr に固定して元素組成比を説明できた結果と異なっている。この理由について、K11 でも報告されているが、化学進化の時間スケールが K11 では遅延時間や流入タイムスケールなどで決まってしまうのに対して、今回の計算では測光観測から導かれた星生成史によって時間スケールが決まっているためである。K11 では遅延時間を 0.1Gyr としたために、星生成期間が $\sim 1\text{Gyr}$ と短くなってしまった。今回の計算では星生成期間を $> 5\text{Gyr}$ としたために、遅延時間が 0.5Gyr の方が観測値とよく合うようになった。

これらのことから、銀河の化学的性質を化学進化モデルで説明する場合、時間スケールの絶対値は観測から決まらないことが分かる。

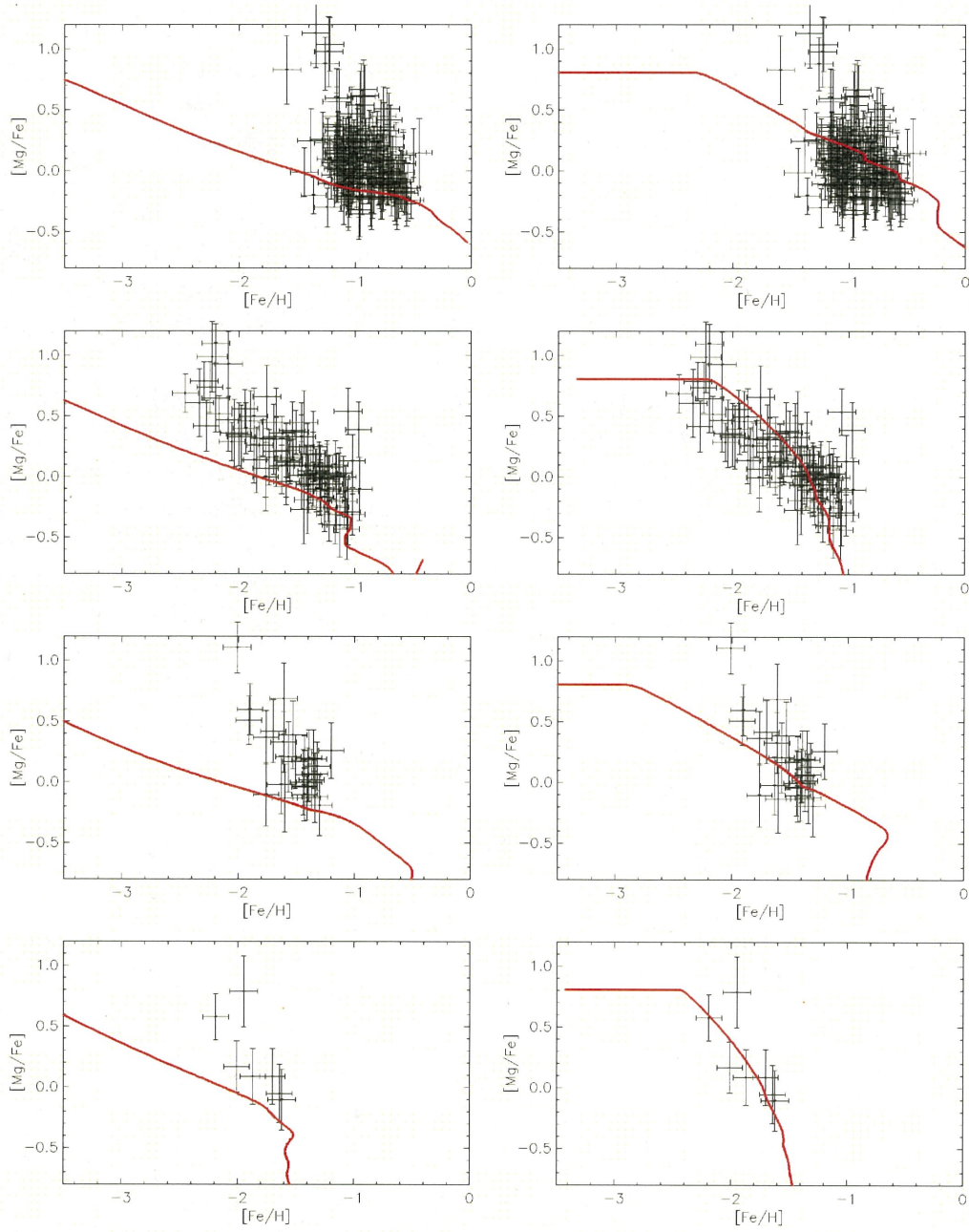


図 43: 各矮小銀河の元素組成比の振る舞い ($[Mg/Fe]$ vs $[Fe/H]$)。左列が遅延時間が 0.1Gyr の場合、右列が 0.5Gyr の場合を示している。上から、Fornax、Sculptor、Leo II、Sextans を表している。黒が Kirby, et al.(2010)[11] による観測値で、赤が化学進化モデルによる計算結果である。

4.3 結果のまとめ

以上4つのdSphを解析した結果について見てきたが、以下のようなことが言える。

1. 遅延時間を固定した場合は、 χ^2 値を最小にする A_* と A_{out} の組み合わせは、Sextans を除いてパラメータ空間内の狭い範囲に収まった。
2. χ^2 値を最小にする流出係数の値は、遅延時間によらない。
3. χ^2 値を最小にするガス質量係数の値は、遅延時間を大きくすると小さくなる。
4. Leo II と Sextans については、 χ^2 値が最小となるパラメータセットは今回の計算ではガスの流入量を負にする必要があり、その結果パラメータで与えた以上の流出量を与えるモデルになってしまった。Sextans では、そのようなモデルとなるパラメータ範囲を避けた上で χ^2 値が極小となるパラメータセットを選ぶことができたため、それをベストモデルとした。しかし Leo II では、 χ^2 値が小さくなっている範囲全てにおいて負の流入量を考える必要があるモデルとなっているため、 χ^2 値が最小となるパラメータセットを今回の計算におけるベストモデルとした。
5. 各矮小銀河においてベストモデルで計算された金属量分布と観測を比較すると、Fornax と Leo II は比較的よく一致した。Sculptor では2つのピークを持つ幅の広い金属量分布を再現したが、そのピークの高さが観測と一致しないため再現性がよくない。Sextans では観測された金属量分布が幅の広い左右対称な特徴を持っているのに対し、モデルでは高金属量星が少ない左右非対称な形しか再現することができなかった。
6. 化学進化モデルと観測された金属量分布や元素組成比との比較から、化学進化の時間スケールを確定することはできない。しかし今回の計算では色-等級図の観測によって得られた星生成史によって時間スケールが与えられており、 $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ の定性的な比較からいずれの矮小銀河においても遅延時間は 0.5Gyr の方が良い結果が得られた。

今回の計算によって得られたベストモデルのパラメータセットは表8のようになる。

dSph	遅延時間 0.1Gyr			遅延時間 0.5Gyr		
	ガス質量係数 A_* [$10^6 M_\odot$]	流出係数 [M_\odot/SN]	χ^2 値	ガス質量係数 A_* [$10^6 M_\odot$]	流出係数 [M_\odot/SN]	χ^2 値
Fornax	45.2	1621	0.411	17.4	1308	0.365
Sculptor	92.4	7267	1.74	10.8	5865	1.56
Leo II	240	5865	0.402	72.8	5865	1.55
Sextans	149	21217	2.48	13.7	13821	2.98

表 8: 各矮小銀河で χ^2 値が最小となった点での各パラメータの値。ただし、Sextans の遅延時間が 0.1Gyr での値は流出係数が一定であるものを示してある。

5 考察

この章では4章の結果のうち、

- ・ χ^2 値が最小値となる流出係数の値は遅延時間によらないが、ガス質量係数は遅延時間を大きくすると小さくなる。
- ・ 今回のモデルでは Sculptor と Sextans の金属量分布の再現性が悪く、Leo II では負のガス流入量を考える必要がある。

が導かれた理由について考察していく。

5.1 各パラメータの金属量分布への影響

各パラメータの変化によって金属量分布の形にどのように反映されるか述べる。モデルに用意されたパラメータは、 A_* , A_{out} , τ_{delay} の3つである。パラメータセットで最も χ^2 値が小さかったものをベストモデルとし、そのパラメータから変えたときに金属量分布がどのように変化するか見ていく。

		図 51 左列			図 51 中央列			図 51 右列		
		A_*	A_{out}	τ_{delay}	A_*	A_{out}	τ_{delay}	A_*	A_{out}	τ_{delay}
Fornax	黒線 (ベスト)	17.4	1308	0.5	17.4	1308	0.5	17.4	1308	0.5
	赤点線	10.8	1308	0.5	17.4	2008	0.5	17.4	1308	0.1
	赤鎖線	6.72	1308	0.5	17.4	3083	0.5	-	-	-
Sculptor	黒線 (ベスト)	10.8	5865	0.5	10.8	5865	0.5	10.8	5865	0.5
	赤点線	6.72	5865	0.5	10.8	9003	0.5	10.8	5865	0.1
	赤鎖線	4.18	5865	0.5	10.8	13821	0.5	-	-	-
Leo II	黒線 (ベスト)	240	5865	0.1	240	5865	0.1	240	5865	0.1
	赤点線	149	5865	0.1	240	9003	0.1	240	5865	0.5
	赤鎖線	92.4	5865	0.1	240	13821	0.1	-	-	-
Sextans	黒線 (ベスト)	149	21217	0.1	149	21217	0.1	149	21217	0.1
	赤点線	92.4	21217	0.1	149	32571	0.1	149	21217	0.5
	赤鎖線	57.4	21217	0.1	149	50000	0.1	-	-	-

表 9: 図 51 で示されている各モデル曲線のパラメータセット。ベストモデルに対して1つのパラメータのみ変化させている。

表 9 のようにパラメータを動かしていくと図 51 のようになる。ただし図??のモデル曲線は見やすいように、金属量分布の最大値で規格化している。 A_* を変えた場合の金属量分布の形は図 51 左の列のように変化する。ガス質量係数が小さいほど金属量分布の低金属量星の割合が減り、幅が狭くなることが分かる。 A_{out} を変えた場合の金属量分布の形は図 51 中央の列のように変化する。流出係数が大きいほど金属量分布は低金属量側に移動していることが分かる。この変化は解析的な化学進化の振る舞いと同様である (A.1.5 節参照)。 τ_{delay} を変えた場合の金属量分布の形は図 51 右の列のように変化する。遅延時間が大きいほど金属量分布の幅が広く、平均金属量が低いことが分かる。このような金属量分布の変化は、「金属量進化史」でのパラメータの影響を考えた方が見やすくなる。

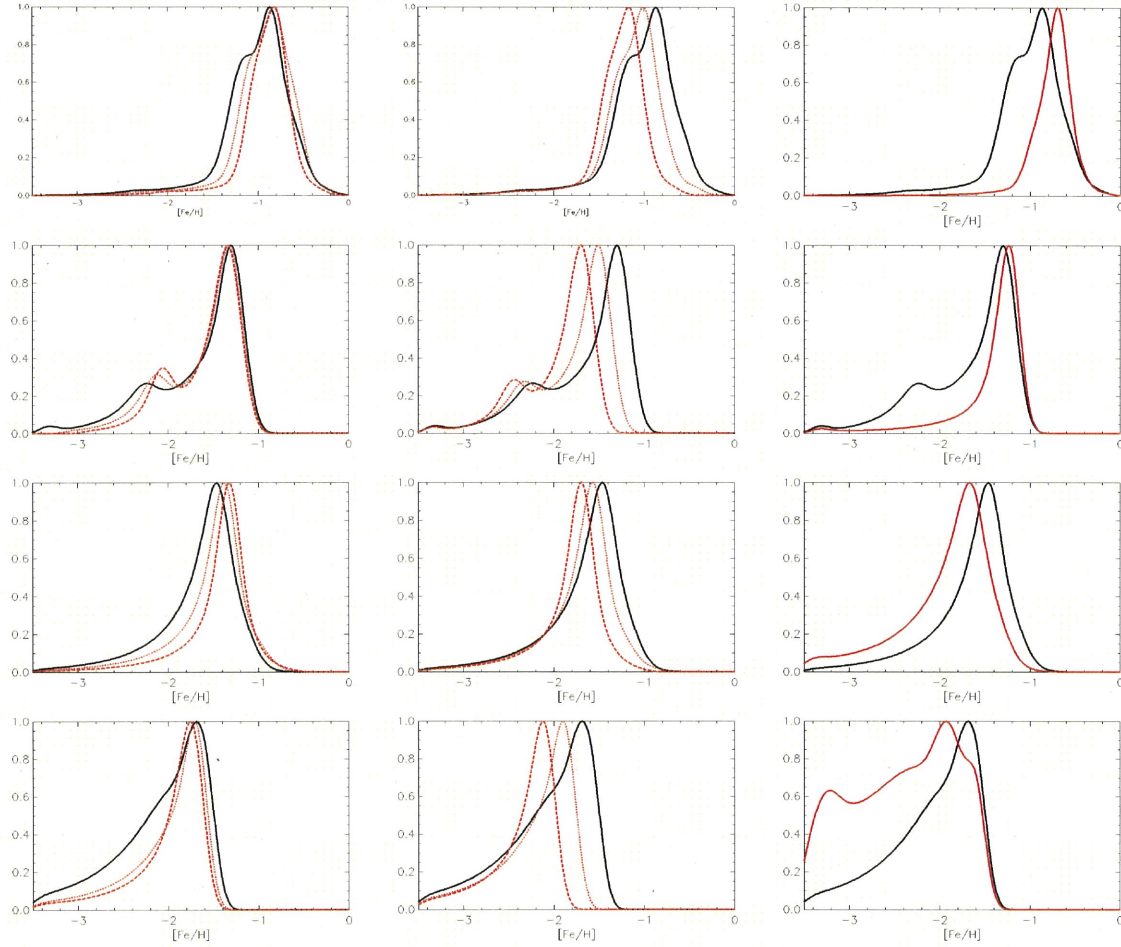


図 44: 各矮小銀河のベストモデルによる金属量分布（黒線）と各パラメータを変えたときの比較。上からそれぞれ、Fornax、Sculptor、Leo II、Sextans である。左列はガス質量係数の値を小さくした場合（赤点線 > 赤鎖線）との比較。中央列は流出係数の値を大きくした場合（赤点線 < 赤鎖線）との比較。右列は遅延時間の値を別の値にした場合（赤点線）との比較であり、Fornax と Sculptor は黒線が 0.5Gyr を表しており、Leo II と Sextans は黒線が 0.1Gyr を表している。

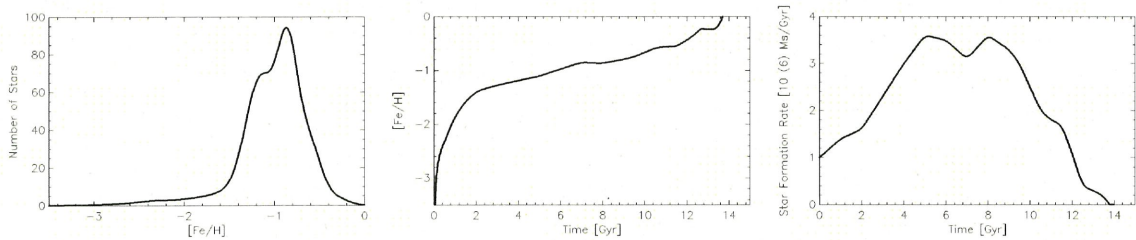


図 45: Fornax の金属量分布 (左) は、金属量進化史 (中央) と星生成史 (右) によって決まっている。

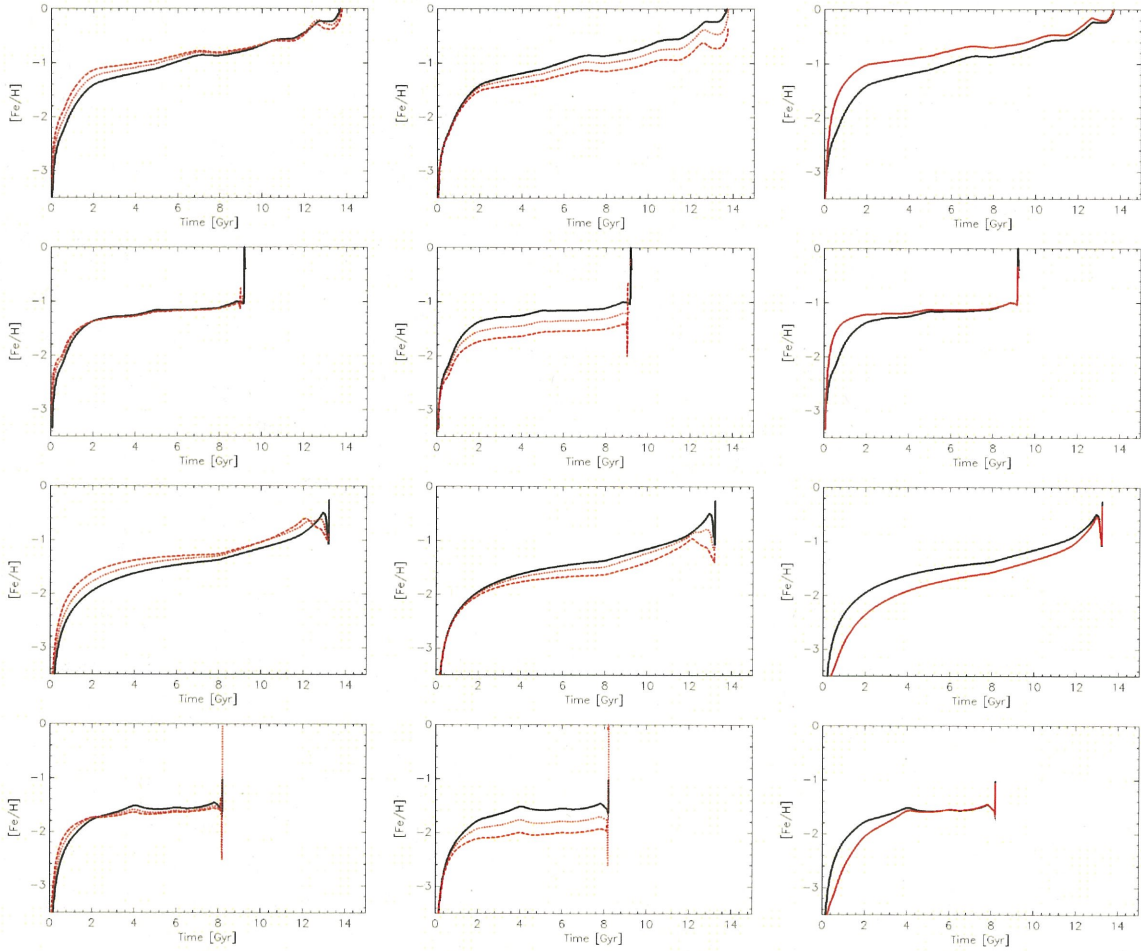


図 46: 各矮小銀河のベストモデルによる金属量進化史（黒線）と各パラメータを変えたときの比較。上からそれぞれ、Fornax、Sculptor、Leo II、Sextans である。左列はガス質量係数の値を小さくした場合（赤点線 > 赤鎖線）との比較。中央列は流出係数の値を大きくした場合（赤点線 < 赤鎖線）との比較。右列は遅延時間の値を別の値にした場合（赤点線）との比較であり、Fornax と Sculptor は黒線が 0.5Gyr を表しており、Leo II と Sextans は黒線が 0.1Gyr を表している。

金属量分布は各金属量の星がどれだけの割合で存在しているかを示す分布図であり、金属量の時間変化（金属量進化史）と、各時刻の星生成率（星生成史）によって金属量の形は決まっている（図 45）。今回の計算では星生成史を固定していることから、各パラメータが金属量分布に与える影響については、金属量進化史がパラメータによってどのように変わるかを見ればよい。各パラメータの金属量進化史への影響については図 46 に示した。各図の配置やモデル曲線のパラメータセットは図 51 と同じである。

A_* を変えた場合の金属量進化史は図 46 左の列のように変化する。ガス質量係数が小さいほど、進化初期での金属量の増え方が大きい。これはガス質量係数が小さいほど星生成率に対してガス質量が少なくなるため、化学汚染が効率よく進むことによる。 A_{out} を変えた場合の金属量進化史は図 46 中央の列のように変化する。流出係数が大きいほど、進化後期で金属量が大きくなりにくくなっている。これは流出係数が大きいほど有効イールド（星の内部で新たに合成され、次の星生成に利用される元素の量）が小さくなり、系の化学汚染が進みにくくなるためである。 τ_{delay} を変えた場合の金属量進化史は図 46 右の列のように変化する。

する。遅延時間が短いほど早く金属量が大きくなっている。これは遅延時間が短いほど、Ia 型超新星からの寄与による $[\text{Fe}/\text{H}]$ の大量供給が早く行われるためである。

これらのことから、流出係数は銀河の平均金属量によって決まり、ガス質量係数と遅延時間は金属量の増え方すなわち金属量分布の幅によって決まっていることが分かる。またガス質量係数と遅延時間が金属量進化史に与える効果は縮退していることが分かる。そのため、結果として得られたガス質量係数の値は遅延時間に依存してしまっていた。この縮退を解くためには、ガス質量係数か遅延時間を金属量分布以外から求める必要がある。これについては 4.2 節で見たように、元素組成比 ($[\alpha/\text{Fe}]$) の振る舞いと比較することが方法の一つとして挙げられる。 $[\alpha/\text{Fe}]$ の値は、II 型超新星による値と Ia 型超新星による値とで大きく異なる ($\Delta[\alpha/\text{Fe}] \sim 1$) ため、Ia 型超新星の寄与が現れ始めると $[\alpha/\text{Fe}]$ が小さくなる特徴がある。このタイミングをとらえることで、Ia 型超新星の遅延時間を決めることができる。

ただし今回のモデルで扱った遅延時間と、Ia 型超新星が発生し始めるまでの遅延時間は厳密には異なる。今回のモデルで扱った遅延時間は星間空間に放出された元素が星生成に利用されるまでの時間を表しており、Ia 型超新星が発生するまでの時間とは必ずしも一致しない。Kirby, et al.(2011b)[9] では Maoz, et al.(2010)[20] による観測結果に基づいて Ia 型超新星の遅延時間を 0.1 Gyr として計算を行ったが、これは Ia 型超新星から放出された元素は瞬間的に次の星生成に利用されるという仮定に等しい。今回の計算では遅延時間が 0.5 Gyr の方が $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ の振る舞いを説明しやすいという結果になったため、Ia 型超新星から放出された元素が次の星生成に利用されるまでにある程度の時間を要するということを意味している。これは化学進化モデルの仮定として取り入れた瞬間的混合近似を見直す必要があることを示している。

5.2 観測された金属量分布とモデル曲線

Sculptor と Sextans のベストモデルによる理論曲線では、観測された金属量分布を説明することはできなかった (図 47)。Sculptor では $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2.0$ の星の割合が少なく、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.3$ の星の割合が大きかった。Sextans では $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.7$ の星の割合が大きく、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.2$ の星の割合が少なかった。また Leo II では、ベストモデルを得るためには負のガス流入量を考える必要があった。これは Leo II の星生成史が、ある時刻で急に減少する特徴を持っているためである (4.1.3 節参照)。これらを解消するためにどのようなことが考えられるか述べていく。

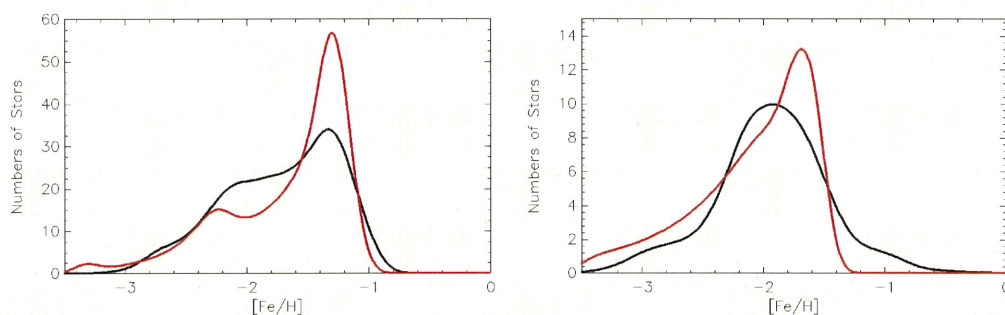


図 47: Sculptor(左) と Sextans(右) の観測された金属量分布 (黒線) と、ベストモデルによる理論曲線 (赤線)。

5.1 節でも述べたが、金属量分布は星生成史と金属量進化史によって決まっている。今回のモデルでは、星生成史は矮小銀河の色-等級図から推定されたものを取り入れている。推定された星生成史には誤差が含まれているが、モデルに取り入れる際に誤差を全てゼロとして扱った。そのため星生成史の誤差も考えることで、金属量分布が観測されたものに近づくことが考えられる。また金属量進化史はモデル計算によって得

られるものである。その振る舞いはモデルに取り入れられた仮定によって決まることから、モデルに別の仮定を加えることで金属量分布を観測されたものに近づけることが考えられる。これら星生成史と金属量進化史をどのように動かせば金属量分布の差異を小さくできるのかみていく。

5.2.1 星生成史と金属量分布

各矮小銀河の星生成史は誤差がゼロであるとして化学進化モデルに取り入れたが、図 48 のように星生成史には誤差がある。そこで Sculptor について、星生成史を誤差の範囲で動かした場合に金属量分布にどのような変化が現れるかみてみる。

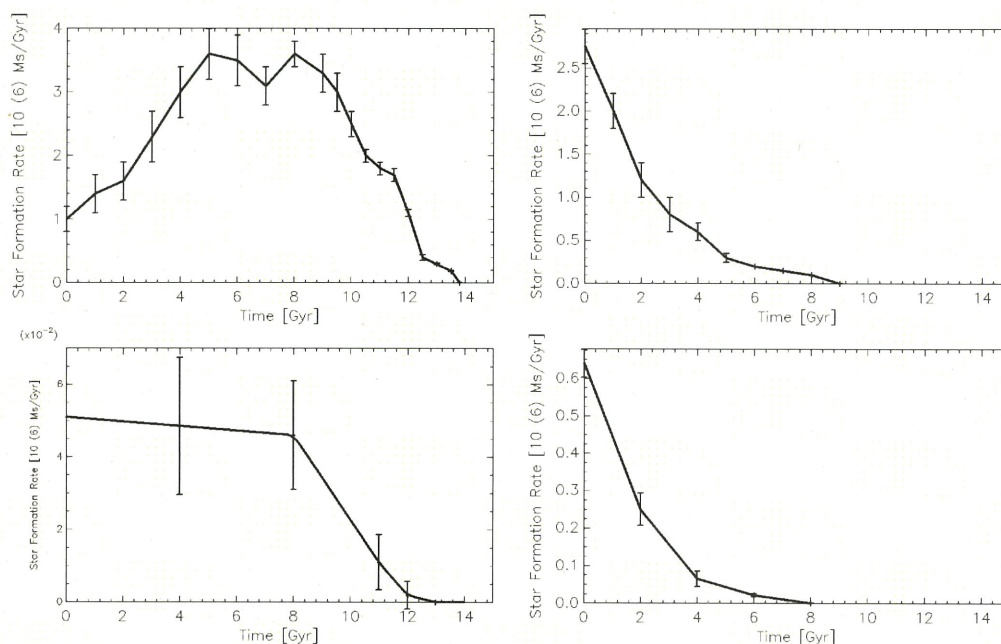


図 48: 各矮小銀河の星生成史と誤差。それぞれ、Fornax(左上)、Sculptor(右上)、Leo II(左下)、Sextans(右下)である。

Sculptor の金属量分布を観測に近づけるためには、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 2.0$ の星の割合を増やし、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 1.3$ の星の割合を減らせばよい。それぞれの $[\text{Fe}/\text{H}]$ に対応する時刻は $\sim 1\text{Gyr}$ と $\sim 3\text{Gyr}$ であるため、その時刻での星生成率を動かしてみると図 49 のようになる。ただし図 49 右の曲線は全てベストモデルによるパラメータに固定して計算しており、星生成史だけを変えて得られたモデル曲線である。星生成史を変えることで、観測された金属量分布との差異が小さくなっていることが分かる。特に色-等級図によって精度よく推定できる最近の星生成史 (5~14Gyr) は金属量分布の形に影響を与えず、推定の誤差が大きい過去の星生成史 (0-5Gyr) によって金属量分布の形が変わっていることが分かる。これは、金属量進化史が進化初期ほど値を大きく変えることに対応している (図 46 参照)。すなわち、銀河の化学的性質は進化初期によって大きく左右され、金属量分布などは初期の星生成史を大きく反映している。このような特徴は色-等級図による星生成史の推定と相補的である。最近の星生成史は色-等級図によって、過去の星生成史は金属量分布によって推定することで、銀河の星生成史全体をより精度よく得ることができる。

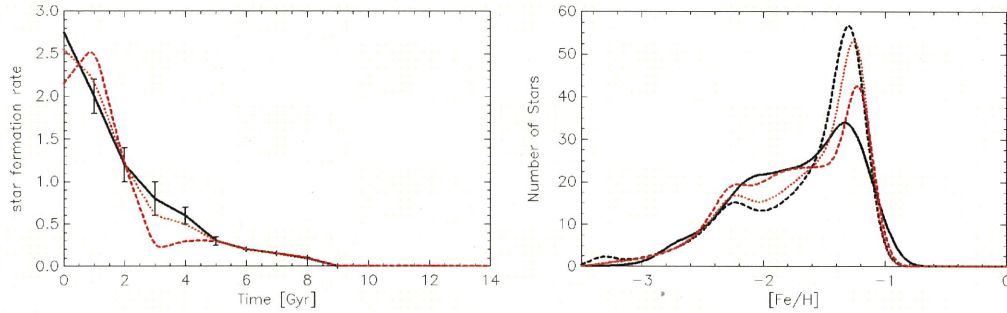


図 49: Sculptor の星生成史 (左) と金属量分布 (右)。左図は星生成史を誤差 1σ で変えた場合 (赤点線) と、 3σ で変えた場合 (赤鎖線)。右図は、観測された金属量分布 (黒線) と、ベストモデルによるモデル曲線 (黒点線)、そして星生成史だけを変えた場合の金属量分布の変化 (赤点線、赤鎖線) を示している。

また今回の計算では、Leo II の金属量分布の説明に際しては負のガス流入を考える必要が生じてしまった。これについても Leo II の星生成史の誤差を考慮することで、問題を解消できる見込みがある。図 50 は同様に Leo II の星生成史を誤差の範囲で動かした場合の図であるが、図 50 中央のように観測された金属量分布との差異は小さくなり、また負のガス流入量の割合も小さくなっている (流出量全体に対する超過分の割合が約 1% 減少した)。これは星生成史のみを簡単に動かすだけであるが、色等級図と金属量分布を同時に説明できるような化学進化を流動的に調べることで、今回のモデルでは説明できなかった問題点を解決できる可能性がある。

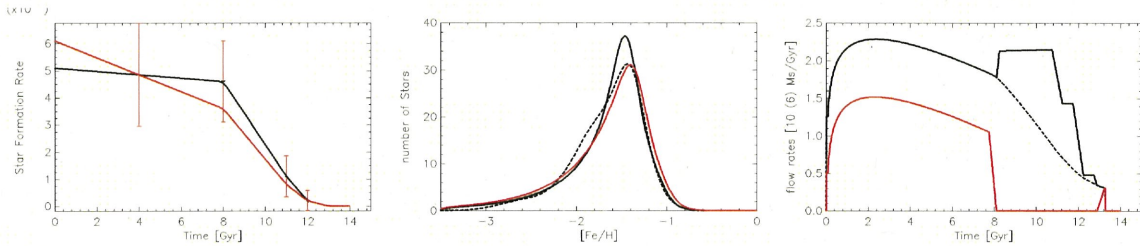


図 50: Leo II の星生成史 (左) と金属量分布 (中央)、星生成史を変えた後のガスの流出率 (黒線) と流入率 (赤線) の時間変化 (右)。左図は星生成史を誤差 1σ の範囲内で動かした場合 (赤線) である。中央図は、観測された金属量分布 (黒点線) とベストモデルによるモデル曲線 (黒線)、そして星生成史だけを変えた場合の金属量分布 (赤線) を示している。

また Sextans についても、星生成史の誤差を考慮することで金属量分布を観測されたものに近づけることができる。図 51 は Sculptor の場合と同様に星生成史だけを変え、金属量分布にどのような変化が現れるか見たものである。観測された金属量分布は左右対称な形をしているのに対して、ベストモデルでの金属量分布は高金属量星の割合が少ない非対称な形をしていた。それを図 51 のように星生成史を 1σ 及び 3σ の範囲で動かすことで、金属量分布の形が左右対称に近づいていることが分かる。ただし図 51 でのモデル曲線のパラメータセットはベストモデルのものに固定してあるため、高金属量側の星の割合を説明できていない。これについてはモデルパラメータも合わせて動かすことや、モデルの仮定を見直すなどする必要がある。ただし他の dSph に比べて Sextans のサンプル数は少ないため、サンプル数の増減によって金属量分布の大局的な形が変わることも考えられることから注意が必要である。

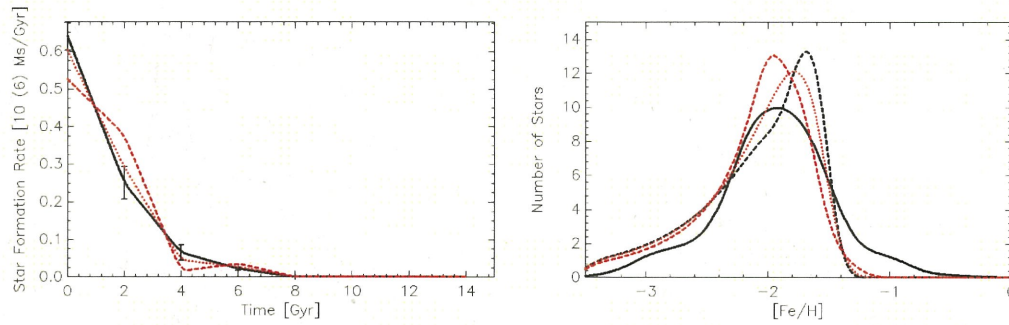


図 51: Sextans の星生成史 (左) と金属量分布 (右)。左図は星生成史を誤差 1σ で変えた場合 (赤点線) と、 3σ で変えた場合 (赤鎖線)。右図は、観測された金属量分布 (黒線) と、ベストモデルによるモデル曲線 (黒点線)、そして星生成史だけを変えた場合の金属量分布の変化 (赤点線、赤鎖線) を示している。

5.2.2 金属量進化史と金属量分布

金属量進化史の形を決めているのは、主に化学進化モデルに含まれる仮定である。今回のモデルでは??節のような仮定をおいている。瞬間的混合近似は化学進化の式を解析的に扱うために導入された仮定であり、実際の銀河で観測されている金属量勾配 (銀河中心と外縁で金属量が異なる) などは瞬間的混合近似の反例となっている。また、ガス質量係数や流出係数などのモデルパラメータが金属量進化史に与える影響については 5.1 節でみた。Kirby, et al.(2011b; K11)[9] では 6 つのモデルパラメータを用いて、8 つの矮小銀河の金属量分布を説明することに成功している。このように、仮定やパラメータを見直すことで金属量進化史の振る舞いを変えて、観測された金属量分布に近づけることは可能である。

しかしモデルの仮定やパラメータを見直す場合、パラメータを増やすかどうかは慎重に議論すべきである。今回のモデルでは K11 のモデルをベースにしつつ、パラメータの数は減らして計算するように努めた。しかし結果として、金属量分布の解析からはガス質量係数と遅延時間に縮退がみられた。パラメータを増やした場合はモデルの自由度が増えるため観測結果に近づけやすくなるが、パラメータ同士が縮退してしまう場合はベストモデルが定まりにくくなるため注意が必要である。

今回のモデルでは、星生成史を誤差の範囲で変えても Sextans の金属量分布を説明することはできない。しかし金属量進化史を変えるためには、モデルの仮定やパラメータを見直す必要がある。新たなパラメータの導入には注意が必要であることから、その前に

1. 色-等級図を測定した領域は、銀河全体を反映したものであるか。
2. 金属量分布を測定した領域は、銀河全体を反映したものであるか。
3. サンプル数の増減によって金属量分布の傾向は変わり得るか。

について確かめる必要がある。今回の計算に用いた色-等級図や金属量分布のサンプル領域は別々の観測に基づいているため、一致してはいない。また Sextans は 4 つの dSph の中で最も金属量サンプルの数が少ない。これらのことから、現在得られているサンプルがモデルパラメータを増やした場合でも評価できるものであるか確かめていく必要がある。

6 まとめ

本研究では、4つの矮小楕円体銀河 (Fornax、Sculptor、Leo II、Sextans) の金属量分布に対して、色-等級図から推定された星生成史を取り入れた化学進化モデルで解析を行った。この試みは本研究が初であり、Kirby, et al.(2010)[11] の観測による大量の分光サンプルに基づいた金属量分布が得られたことと、矮小銀河の深い測光観測に基づいた星生成史の推定 (Dolphin(2002)[5], Lee, et al.(2009)[17], de Boer, et al.(2012a)[4], de Boer, et al.(2012b)[3]) ができたことで可能となった研究である。今回のモデルは Fornax と Leo II の金属量分布についてよい再現を得た。これにより、色-等級図から推定された星生成史と、金属量分布から推定する星生成史は互いに矛盾しないことが確認された。一方で Sculptor と Sextans の金属量分布についてはよく再現できなかった。これより、今回のモデルでは考慮しなかった星生成史の誤差や、モデルに採用した仮定の見直しなどを行っていく必要がある。

以下に、本研究で得られたことについてまとめる。

1. 今回のモデルでは長い星生成期間のもとで化学進化の計算を行ったが、いずれの矮小銀河でも観測された金属量の範囲を説明することができた。このことから、色-等級図から推定される星生成期間と、金属量分布から推定する星生成期間は互いに矛盾しないと言える。Kirby, et al.(2011b; K11)[9] では8つの矮小銀河の金属量分布を説明したが、星生成期間が $\sim 1\text{Gyr}$ という結果となり、色-等級図による星生成期間 ($>5\text{Gyr}$) と矛盾してしまっていた。今回の計算によって、K11での矛盾の原因は観測結果ではなくモデルにあると言える。
2. Sculptor については、今回のモデルからはベストモデルを導くことはできなかった。観測された金属量分布には、金属量の高い側にピークがあることと、金属量の低い側にある程度の星がまとまって存在しているという特徴がみられる。今回のモデルではこれら2つの特徴を同時に説明することはできず、星生成史の誤差やモデル仮定の見直しなどを行う必要がある。
3. Sextans については、今回のモデルからはベストモデルを導くことはできなかった。観測された金属量分布には、幅広いピークと金属量の高低両側に広がったすその ("tail") がみられるという特徴があり、全体として左右対称な形をしている。今回のモデルではこれら2つの特徴を同時に説明することはできず、星生成史の誤差やモデル仮定の見直しなどを行う必要がある。
4. Leo II については、今回のモデルから金属量分布を再現することはできたが、負のガス流入量を考慮するモデルとなってしまった。これは推定された星生成史がある時刻から急に減少しているためである。今回のモデルでは星生成史の推定誤差を考慮しておらず、Leo II の星生成史の誤差は他の矮小銀河より大きいことから、星生成史の誤差を考慮したモデルで解析する必要がある。
5. Fornax については、今回のモデルで金属量分布の大局的な特徴をよく再現できている。しかし観測された金属量分布にはピークが1つみられるのに対して、ベストモデルによるモデル曲線ではピークの低金属量側の星がやや少なくなっている。これは推定された星生成史が2つのピークを持っていることによる。また金属量分布には影響していないが、ベストモデルであっても Leo II 同様に負のガス流入量を考慮するモデルとなってしまっている。これらのことから、今回のモデルは Fornax の金属量分布をよく再現できているが、モデルとして説明しきれいない特徴が残っていると言える。
6. 今回のモデルでは、金属量分布の位置 (平均金属量) によってガスの流出係数を決めることができる。これは解析的な流出モデル (A.1.5 節参照) での振る舞いと同様である。
7. 今回のモデルでは、ガス質量係数と遅延時間のパラメータが依存し合っていた。これは2つのパラメータが金属量分布に与える効果が互いに縮退していたためであり、縮退を解くためには金属量分布以外の観測量が必要である。

8. 元素組成比 ($[\text{Mg}/\text{Fe}]$ など) の振る舞いから、今回のモデルでは遅延時間が 0.1Gyr より 0.5Gyr の方が定性的によく観測結果と一致することが分かった。これより、金属量分布と元素組成比を同時に説明できるモデルを探すことで、ガス質量係数と遅延時間の縮退を解くことができる。またこの結果は、K11 で「遅延時間を 0.1Gyr から 0.3Gyr に動かすことで星生成期間が約 3 倍に伸びた」と報告していることを支持している。今回の計算では長い星生成期間 ($>5\text{Gyr}$) を前提としているため、0.1Gyr より長い遅延時間の方が観測と一致した。このことから、金属量分布や元素組成比からは進化の時間スケールの絶対値が決められないことが分かる。

今回の計算から、化学進化の時間スケールはモデルに取り入れられたパラメータによって変わり得ることが確認された。K11 では遅延時間を 0.1Gyr に固定したために、星生成期間は $\sim 1\text{Gyr}$ と短くなってしまった。このように遅延時間やガス流入のタイムスケールなど、化学進化モデルに取り入れられるパラメータのうち時間の項を陽に含むものは、結果として得られる進化の時間スケールを決定してしまうため注意が必要である。本研究では、色-等級図から得られた星生成史によって化学進化の時間がスケールアップされているため、遅延時間は 0.5Gyr の方が観測と一致した。Ia 型超新星が発生するまでの時間と、Ia 型超新星から放出された元素が星生成に利用されるまでの時間が一致しているかどうかはまだ分からないため、遅延時間を化学進化の時間のスケールアップに用いるのではなく、星生成史によってスケールアップされた化学進化の中で Ia 型超新星の発生時間と元素が利用されるまでの時間にどれだけの時間差があるかについて、遅延時間を用いて調べることができると本研究では考える。このことは瞬間的混合近似を見直すことにもつながる。

また、金属量分布の特徴を説明するために初期の星生成史に制限を与えることができる。これは金属量の変化が進化初期ほど大きいことで、低金属量側の振る舞いは進化初期の情報を反映している。この特徴は色-等級図から推定される星生成史と相補的であり、色-等級図と金属量分布を合わせて考慮することで全体的な星生成史の推定に役立てることができる。ただし本研究で採用した色-等級図と金属量分布の観測領域は、必ずしも一致していない。今回の計算による結果が真に各矮小銀河の性質を反映したものであるかどうか判断するためには、観測領域の拡大や対象天体を増やすなど、今後の観測によって確かめていく必要がある。

A 補足

A.1 化学進化の解析的扱い

銀河は非常に複雑な系をなしているため、化学的描像を正確に追うためには観測による正確なデータ（ガスや星に存在する各元素の割合、偏りの無い観測サンプル、各質量の星から放出される重元素量、など）と確固とした理論体系（ガスから星が生成される過程、超新星などによる星からガスへのエネルギー供給、銀河の動力的振る舞い、など）が不可欠である。しかし細かい特徴まで正確に追うことは難しいため、妥当と考えられる仮定を適用することで概略的な性質を説明し、より細かな特徴に対する理解につなげる試みが一般的である。

ここでは、Pagel(2009)[25] と塩谷&谷口 (2009)[29] を参考にして化学進化の解析的扱いについて記述していく。

A.1.1 基礎方程式

ある領域における重元素の質量の時間変化は以下のように書ける。

$$\frac{d(ZM_g)}{dt} = -\Psi(t)Z(t) + E_{Z,*}(t) + E_{Z,in}(t) - E_{Z,out}(t) \quad (21)$$

ここで (t) は時刻を表し、 $Z(t)$ はガスに含まれる重元素の質量比、 $M_g(t)$ はガス質量、 $\Psi(t)$ は星生成率、 $E_{Z,*}(t)$ は星から放出される重元素の質量、 $E_{Z,in}(t)$ は領域に流入する重元素の質量、 $E_{Z,out}(t)$ は領域から流出する重元素の質量を、それぞれ表している。すなわち各時刻における金属量の変化は、星生成に伴って星に取り込まれる量（右辺第1項）、星から星間空間に還元される量（右辺第2項）、領域に流入する量（右辺第3項）、領域から流出する量（右辺第4項）、によって決まると考える。

また、この領域における質量の時間変化は以下のように書ける。

$$\frac{dM_{\text{tot}}}{dt} = G_{\text{in}}(t) - G_{\text{out}}(t) \quad (22)$$

$$\frac{dM_*}{dt} = \Psi(t) - E(t) \quad (23)$$

$$\frac{dM_g}{dt} = -\Psi(t) + E(t) + G_{\text{in}}(t) - G_{\text{out}}(t) \quad (24)$$

ここで、 $G_{\text{in}}(t), G_{\text{out}}(t)$ はそれぞれ領域に流入、流出する質量、 $E(t)$ は星から星間空間に放出される質量を表している。したがって、これらの項は以下のように書き表すことができる。

$$E(t) = \int_{m_\tau}^{\infty} (m - m_{\text{rem}}) \Psi(t - \tau(m)) \phi(m) dm \quad (25)$$

$$E_{Z,*}(t) = \int_{m_\tau}^{\infty} [(m - m_{\text{rem}}) Z(t - \tau(m)) + m p_{Z,m}] \Psi(t - \tau(m)) \phi(m) dm \quad (26)$$

$$E_{Z,in}(t) = G_{\text{in}}(t) Z_{\text{in}}(t) \quad (27)$$

$$E_{Z,out}(t) = G_{\text{out}}(t) Z_{\text{out}}(t) \quad (28)$$

ここで、 m_τ は時間 τ で寿命を迎える星の質量、 $\tau(m)$ は質量 m の星の寿命、 $\phi(m)$ は初期質量関数、 m_{rem} は質量 m の星が寿命を迎えた後に残る質量（白色矮星、中性子星、など）、 $p_{Z,m}$ は質量 m 、金属量 Z の星内部で新たに合成された重元素の星質量に対する割合（「恒星イールド」と呼ばれる）、をそれぞれ表している。初期質量関数には時間依存性があると考えられているが、ここでは簡単のため初期質量関数は時間不変として表現する。

銀河の化学進化は以上の式を解くことで記述することができると考えられているが、実際の化学進化には場所や時間の依存性があるため簡単に解くことはできない。そこで化学進化を考える領域に応じて適切な仮定を設けることで、化学進化の式を解いて観測されている性質を説明していく必要がある。次に化学進化の議論でよく用いられる仮定を紹介する。

A.1.2 瞬間的再利用近似 (IRA; Instantaneous Recycling Approximation)

質量の大きい星ほど寿命は短い。そこである質量 m_{lim} より重い星は生成された瞬間に寿命を迎え、軽い星は寿命を迎えないとする仮定が瞬間的再利用近似 (IRA) である。この仮定は、大質量星から放出される元素のみが化学進化に影響するため、大質量星からの寄与が大きい元素 (O, Mg, ...) の組成を説明する際に有効である。この仮定を設けることで式 (25), (26) は以下のように簡単化できる。

$$\begin{aligned} E(t) &= \int_{m_{\tau}}^{\infty} (m - m_{\text{rem}}) \Psi(t - \tau(m)) \phi(m) dm \\ &\sim \Psi(t) \int_{m_{\text{lim}}}^{\infty} (m - m_{\text{rem}}) \phi(m) dm \\ &\equiv \Psi(t) R \end{aligned} \quad (29)$$

$$\begin{aligned} E_{Z,*}(t) &= \int_{m_{\tau}}^{\infty} [(m - m_{\text{rem}}) Z(t - \tau(m)) + mp_{Z,m}] \Psi(t - \tau(m)) \phi(m) dm \\ &\sim \Psi(t) \left[Z(t) \int_{m_{\text{lim}}}^{\infty} (m - m_{\text{rem}}) \phi(m) dm + \int_{m_{\text{lim}}}^{\infty} mp_{Z,m} \phi(m) dm \right] \\ &\equiv \Psi(t) [RZ(t) + (1 - R)y] \end{aligned} \quad (30)$$

ここで R, y はそれぞれ還元率、イールド (yield) と呼ばれる量である [25]。 $p_{Z,m}$ が金属量に依存しないと考え、IRA を採用した場合これらの量が定数となる。従って化学進化の基礎方程式は以下のように書き表せる。

$$\begin{aligned} \frac{dM_{\text{tot}}}{dt} &= G_{\text{in}}(t) - G_{\text{out}}(t) \\ \frac{dM_*}{dt} &= (1 - R)\Psi(t) \end{aligned} \quad (31)$$

$$\frac{dM_g}{dt} = -(1 - R)\Psi(t) + G_{\text{in}}(t) - G_{\text{out}}(t) \quad (32)$$

$$\frac{d(ZM_g)}{dt} = -(1 - R)\Psi(t)Z(t) + y(1 - R)\Psi(t) + G_{\text{in}}(t)Z_{\text{in}}(t) - G_{\text{out}}(t)Z_{\text{out}}(t) \quad (33)$$

A.1.3 瞬間的混合近似 (IMA; Instantaneous Mixing Approximation)

一般に銀河内部の場所ごとで化学進化の進み方は違っていると考えられる。金属量勾配 (金属量が銀河中心からの距離に依存している傾向) が観測されることや、銀河系のバルジやハロー、ディスクといった成分ごとで平均金属量が異なっていることが実際に確認されている。しかしそれらすべてを記述するには銀河内部の運動やガスの冷却時間などを考慮した非常に複雑なモデルが必要となる。そこで銀河の大まかな化学的性質を議論するために、ある領域内では十分短い時間で金属量が一様に拡散するとみなす仮定が瞬間的混合近似 (IMA) である。この仮定を設けることで、化学進化の式の空間依存性を取り払うことができる。

A.1.4 Simple model

上記2つの仮定を設け、さらに領域内へのガスの流入出もない ($G_{\text{in}}(t) = G_{\text{out}}(t) = 0$) とするモデルが、Simple model または Closed-box model と呼ばれているものである。Simple model は現実とは大きく異な

る状態を仮定しているが、化学進化の式を解析的に扱うことができ観測された化学的性質との比較も容易であることから、標準的なモデルとして現在でも比較対象としてよく用いられている。Simple model ではガスの流入出がないことから、基礎方程式を以下のように書くことができる。

$$\frac{dM_{\text{tot}}}{dt} = 0 \quad (34)$$

$$\frac{dM_*}{dt} = (1 - R)\Psi(t) \quad (35)$$

$$\frac{dM_g}{dt} = -(1 - R)\Psi(t) \quad (36)$$

$$\frac{d(ZM_g)}{dt} = -(1 - R)\Psi(t)Z(t) + y(1 - R)\Psi(t) \quad (37)$$

式 (37) は式 (36) を用いて以下のように書ける。

$$M_g(t) \frac{dZ}{dt} + Z(t) \frac{dM_g}{dt} = -(1 - R)\Psi(t)Z(t) + y(1 - R)\Psi(t) \quad (38)$$

$$\Leftrightarrow M_g(t) \frac{dM_g}{dt} \frac{dZ}{dM_g} = y(1 - R)\Psi(t) \quad (39)$$

$$\Leftrightarrow M_g(t) \frac{dZ}{dM_g} = -y \quad (40)$$

$$\Leftrightarrow Z(t) = -y \ln \left(\frac{M_g(t)}{M_g(0)} \right) \equiv y \ln \frac{1}{\mu} \quad (41)$$

従って Simple model では金属量の変化はガスの変化に依存しており、時間には左右されないことが分かる。

星生成率がガスの質量に比例すると仮定した場合、式 (36) から

$$\begin{cases} \Psi(t) = \alpha M_g(t) & (\alpha = \text{const}) \\ \frac{dM_g}{dt} = -(1 - R)\Psi(t) \end{cases} \quad (42)$$

$$\Rightarrow M_g(t) = M_g(0) \exp \left[-t / \left(\frac{1}{\alpha(1 - R)} \right) \right] \quad (43)$$

$$\Rightarrow Z(t) = y\alpha(1 - R)t \quad (44)$$

従って Simple model における化学進化の時間依存性は、星生成率係数 α で決まるタイムスケールで表されることが分かる。

この結果から金属量分布 (MDF; Metallicity Distribution Function) を求めることができる。MDF は、ある金属量を持つ星がいくつ存在するかを表した図であり、多くの場合 $[\text{Fe}/\text{H}]$ を横軸、星の数を縦軸にとる。従って横軸は金属量の対数で表されることから、MDF の式は以下のように書ける。

$$\text{MDF} = \frac{dN_{\text{star}}(t)}{d \log Z} \quad (N_{\text{star}}(t) \propto \Psi(t)) \quad (45)$$

$$= C \frac{d\Psi}{d \log Z} \quad (C = \text{const}) \quad (46)$$

$$= C \cdot \alpha \frac{dZ}{d \log Z} \frac{dM_g}{dZ} \quad (\because (42) \text{ 式}) \quad (47)$$

$$= C \cdot \alpha \cdot Z \left(-\frac{M_g(0)}{y} \right) e^{-\frac{Z}{y}} \quad (\because (41) \text{ 式}) \quad (48)$$

$$\equiv A \cdot Z \exp \left[-\frac{Z}{y} \right] \quad (49)$$

これより、Simple model での MDF は図 52 のようになる。ある金属量の値にピークを持つことが分かる。

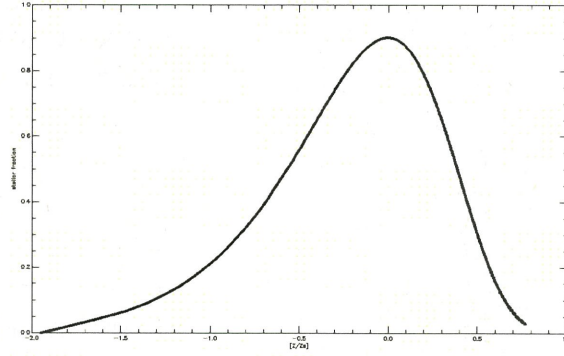


図 52: Simple model から計算された MDF。横軸は $[Z/Z_{\odot}]$ 、縦軸は規格化された星の割合。

このピークの値は (49) 式より

$$\frac{d}{d \log Z} \text{MDF} = A \cdot Z \exp \left[-\frac{Z}{y} \right] \left(1 - \frac{Z}{y} \right) = 0 \quad (50)$$

$$\Rightarrow Z_{\text{peak}} = y \quad (51)$$

のように計算される。すなわち Simple model では金属量分布のピークがイールドに等しいことが分かる。図 52 ではイールドが太陽金属量 ($Z_{\odot}=0.02$) となるように計算しているため、ピークの位置は $[Z/Z_{\odot}]=0$ となっている。

A.1.5 流出モデル

ガスの流出が何によって引き起こされるかはよく分かっていないが、大きく分けて超新星や恒星風などによる内的要因と潮汐力やラム圧などによる外的要因が主に考えられる。潮汐力やラム圧によってガスが剥ぎ取られる量はよく分からないため化学進化の式に取り入れにくい。超新星や恒星風などによるガスの流出は星生成率や銀河ポテンシャルエネルギーに関係があると考えられることから、化学進化の式に取り入れて議論されている [1][9]。

流出モデルの最も簡単な例として、ガスの流出率が星生成率に比例し、瞬間的再利用近似と瞬間的混合近似を適用した場合、化学進化の式は以下のように書ける。

$$\begin{cases} G_{\text{out}}(t) = \beta(1-R)\Psi(t) \\ \frac{dM_g}{dt} = -(1-R)\Psi(t) - G_{\text{out}}(t) \\ \frac{d(ZM_g)}{dt} = -(1-R)\Psi(t)Z(t) + y(1-R)\Psi(t) - G_{\text{out}}(t)Z_{\text{out}}(t) \\ Z_{\text{out}}(t) = Z(t) \end{cases} \quad (52)$$

$$\Rightarrow M_g(t) \frac{dZ}{dt} + Z(t) \frac{dM_g}{dt} = -(1-R)\Psi(t)Z(t) + y(1-R)\Psi(t) - \beta(1-R)\Psi(t)Z(t) \quad (53)$$

$$\Rightarrow M_g(t) \frac{dM_g}{dt} \frac{dZ}{dM_g} = y(1-R)\Psi(t) \quad (54)$$

$$\Rightarrow M_g(t) \frac{dZ}{dM_g} = -y \frac{1}{1+\beta} \quad (55)$$

$$\Rightarrow Z(t) = -\frac{y}{1+\beta} \ln \frac{M_g(t)}{M_g(0)} = \frac{y}{1+\beta} \ln \frac{1}{\mu} \quad (56)$$

Simple model の場合と比較し、金属量が $1/(1 + \beta)$ 倍になっていることが分かる。すなわちガスが流出する効果のため、金属量の増え方が Simple model の場合よりも緩やかになっている。流出モデルの場合の MDF を計算すると

$$\begin{aligned} \text{MDF} &= \frac{dN_{\text{star}}(t)}{d \log Z} \\ &= C \cdot \alpha \frac{dZ}{d \log Z} \frac{dM_g}{dZ} \quad (\because (42) \text{ 式}) \end{aligned} \quad (57)$$

$$= C \cdot \alpha \cdot Z \left(-(1 + \beta) \frac{M_g(0)}{y} \right) e^{-(1+\beta) \frac{Z}{y}} \quad (\because (56) \text{ 式}) \quad (58)$$

$$\equiv A \cdot Z \exp \left[-(1 + \beta) \frac{Z}{y} \right] \quad (59)$$

となり、図 53 のようになる。Simple model の場合と比較してピークの位置が $\Delta[Z/Z_{\odot}] = \log(1 + \beta)$ だけ

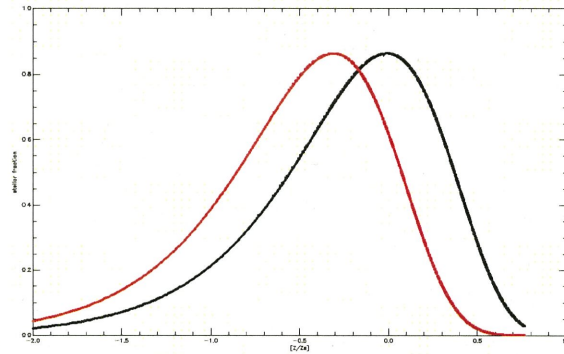


図 53: Simple model から計算された MDF (黒線) と、流出モデルから計算された MDF (赤線)。横軸は $[Z/Z_{\odot}]$ 、縦軸は規格化された星の割合。

低金属量側にずれているのが分かる。このとき流出モデルを Simple model で評価すると、見かけのイールド $y' \equiv y/(1 + \beta)$ が真のイールド y に比べて小さくなっているように観測される。この様に、星内部で合成されて放出される実際の元素量を「真のイールド (y)」と呼ぶのに対して、観測から評価されるイールド (y') を「有効イールド」と呼ぶ [25]。真のイールドと有効イールドの差は、星から放出された重元素が次の世代の化学進化にどれだけ寄与しているかを表している。

また上の計算では流出ガスの金属量はその時刻の系の金属量に等しいと仮定したが、ガスの流出が超新星爆発に起因していると仮定して流出ガスの金属量を超新星の組成とするモデルもある。この場合は流出する金属量が系の金属量よりも大きくなるため、より少ないガスの流出で有効イールドを小さくすることができる。

A.1.6 流入モデル

ガスの流入が何によって起きているか、また実際に起きているのかなどは観測では確認できていないため、力学的に期待される振る舞いを仮定する場合が多い。ただし太陽近傍にある G 型矮星と呼ばれる長寿命の星の金属量の観測からは、化学進化にガスの流入が大きく関わっていることが期待される。図 54 はいわゆる「G 型矮星問題」と、それを解決する流入モデルをそれぞれ示した図である。図 54 の観測された金属量分布 (太線) に比べて、Simple model ("SIMPLE") では金属量の低い星が多くを占めているこ

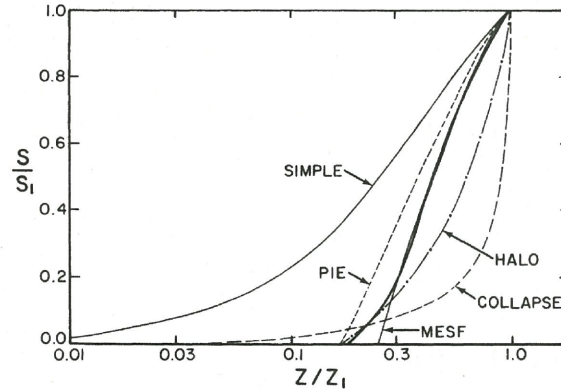


図 54: Audouze & Tinsley(1976)[2] 参照。横軸に金属量、縦軸に cumulative な星の割合を示している。太い実線が観測された金属量分布で、他はモデル曲線である。それぞれ、Simple model(SIMPLE), 初期金属量がゼロでないモデル (PIE), 星生成率が金属量に比例したモデル (MESF), ある金属量のガスが流入するモデル (COLLAPSE), 初期金属量がゼロでないモデルに金属量ゼロのガスが流入するモデル (HALO) による曲線を表す。

とが分かる。太線に最も近いものは”PIE”と”MESF”のモデルであるが、”PIE”, ”MESF”, ”HALO”のモデルで採用されている仮定は根拠に乏しいことから、ガスの流入(”COLLAPSE”)モデルによって金属量の低い星の割合を少なくする方法がとられている [29]。

G 型矮星問題は、太陽近傍に分布する G 型星 (寿命が長いので過去の金属量を調べることができる) の金属量を調べたとき、低金属量な星の数が Simple model で推定されるよりずっと少ないという問題である。これを解決するためにガスの流入が考えられた。すなわち金属量の低い進化初期ではガスが少ないため星があまり生成されないが、化学進化がある程度進んで金属量が高くなってからガスの流入によって星が多く生成させることで、Simple model より低金属量星が少ない問題を解決する方法である。そのような方法の中で有名なものが Lynden-Bell(1975)[19] で紹介された流入モデルである [25]。このとき、ガスの流入によって銀河のガス質量は

$$G(s) = \left(1 - \frac{s}{M}\right) \left(1 + s - \frac{s}{M}\right) \quad (60)$$

のように振る舞うと仮定する。ただし、 s はある時刻での星質量、 M は最終的な銀河の星質量を表しており、ガスの初期質量を 1 としている。このとき金属量分布は図 55 のように変化する。

このように、ガスの流入を考えることで低金属量な星の割合は減らすことができる。ガスの流入モデルは複数あるが、ここでは本研究でも参考にした Kirby, et al.(2011b; ”K11”)[9] のモデルで採用されているものを紹介する。K11 では

$$\dot{G}_{i,\text{in}} = A_{\text{in}} X_i(t=0) \left(\frac{t}{\text{Gyr}}\right) e^{-t/\tau_{\text{in}}} \quad (61)$$

という関数で流入率を与えている。A.1.4 節で述べた Simple model にこの流入率を取り入れて数値計算を行うと、図 56 のような金属量分布が得られる。Simple model の場合と比較して低金属量星の数が減っていることが分かる。

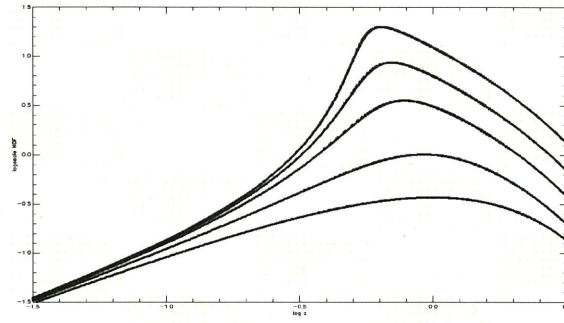


図 55: 式 (60) をもとに計算された金属量分布。横軸に金属量の対数 ($[\text{Fe}/\text{H}]$ に相当)、縦軸に星の数の対数をとっている。各曲線は、下から $M=1, 2, 5, 10, 20$ である場合の線である。 $M=1$ のときが Simple model に対応し、 M が増加する（ガスが流入して質量が増加する）と金属量分布の幅が狭くなっていくことが分かる。この効果によって金属量の低い星の割合を減らすことができる。

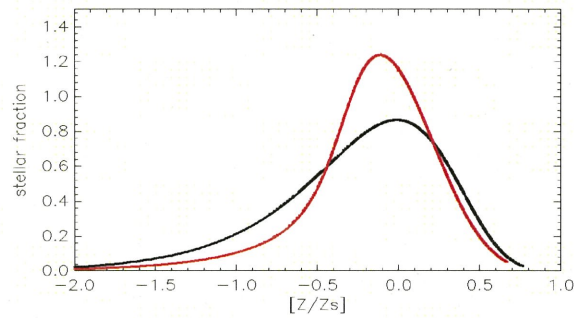


図 56: Simple model から計算された MDF (黒線) と、流入モデルから計算された MDF (赤線)。横軸は $[Z/Z_\odot]$ 、縦軸は規格化された星の割合。

A.2 Pre-study Model

3.2節でみたように、本研究のモデルの作り方は3通りある。

- (1). 領域内のガス質量はガスの流入出によって決まり、星生成史とは無関係である。
($\Psi(t)$, $\dot{G}_{i,\text{in}}(t)$, $\dot{G}_{i,\text{out}}(t)$ が given)
- (2). 領域内のガス質量は星生成史と比例関係にあり、ガスの流入はそれを補う量として導入する。
($\dot{G}_i(t)$, $\Psi(t)$, $\dot{G}_{i,\text{out}}(t)$ が given)
- (3). 領域内のガス質量は星生成史と比例関係にあり、ガスの流出はそれを補う量として導入する。
($\dot{G}_i(t)$, $\Psi(t)$, $\dot{G}_{i,\text{in}}(t)$ が given)

本研究では(2)のモデルを扱ったが、それ以前に(1)のモデルの場合について計算を行った。しかし(1)のモデルの場合はパラメータが多く、それらが金属量分布上で縮退していたため、結果としてベストモデルを決定することができなかった。ここでは(1)のモデルを”Pre-study Model”と呼び、計算方法と解析結果について簡単に述べる。

A.2.1 モデルの計算

このとき化学進化の式は以下ようになる。

$$\dot{G}_i(t) = -\Psi(t)X_i(t) + E_i(t) + A_{\text{in}}X_i(0) \left(\frac{t}{\text{Gyr}} \right) \exp \left(-\frac{t}{\tau_{\text{in}}} \right) - A_{\text{out}}X_i(t) \left(\dot{N}_{\text{II}}(t) + \dot{N}_{\text{Ia}}(t) \right) \quad (62)$$

$$E_i(t) = \int_{m_t}^{\infty} [(m - m_{\text{rem}}) X_i(t - \tau(m)) + m p_{i,m}] \Psi(t - \tau(m)) \phi(m) dm \quad (63)$$

$$\dot{N}_{\text{II}}(t) = \int_0^t \int_{10M_{\odot}}^{\infty} \Psi(t' - \tau(m)) \phi(m) dm dt' \quad ; \text{ for } t' \geq \tau(m) \quad (64)$$

$$\dot{N}_{\text{Ia}}(t) = \int_0^t \Psi(t') \Psi_{\text{Ia}}(t - t') dt' \quad ; \text{ for } (t - t') \geq \tau_{\text{delay}} \quad (65)$$

ここで、 m_t は寿命が t である星の質量、 m_{rem} は質量 m の星が寿命を迎えた後に残る質量（白色矮星、など）、 $\tau(m)$ は質量 m の星の寿命、 $p_{i,m}$ は質量 m の星で新たに合成され星間空間に放出される元素 i の質量比、をそれぞれ表している。このモデルのパラメータは、 $G_i(0)$, A_{out} , A_{in} , τ_{in} , τ_{delay} である。それぞれ、「初期質量」「流出係数」「流入係数」「流入タイムスケール」「遅延時間」と呼ぶ。

A.2.2 観測との比較方法

上述のモデルによって計算された結果を、観測された矮小銀河の金属量分布と比較する。モデル計算から得られた金属量分布と観測結果とを比較するために、モデルの各パラメータごとで χ^2 値を計算した。

金属量分布はヒストグラムと考えて χ^2 値を計算した（式(66)）。

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^{N_{\text{bin}}} \frac{(f_{i,\text{obs}} - f_{i,\text{model}})^2}{f_{i,\text{obs}}} \quad (66)$$

ここで、 $f_{i,\text{obs}}$, $f_{i,\text{model}}$ はそれぞれ観測、モデル計算で得られた金属量分布で、 i 番目のビンに含まれている星の数である。ビンのとり方は、K11と同様に $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0.1$ とした。この様に計算することで、各パラメータによってモデル計算された MDF が観測されたものとどれだけズレているか評価することができる。観測された MDF とモデル計算された MDF が完全に一致した場合は、 $\chi^2 = 0$ となる。

A.2.3 結果

このモデルに必要なパラメータは、初期質量 $G_i(0)$, ガス流出係数 A_{out} , ガス流入係数 A_{in} , 流入のタイムスケール τ_{in} , Ia 型超新星の遅延時間 τ_{delay} である。ここで初期質量は、観測された星生成率を積分したときに見積もられる質量を M_{init} 倍する、という形で与えている。すなわち $M_{\text{init}}=1$ の場合、 $G_i(0)$ は現在までに生成された星の総質量に等しい。ガス流出係数は、超新星 1 つにつきどれだけのガスが流出するかを表しており、 $[M_{\odot}/\text{SN}(\text{; Supernova})]$ という単位になる。ガス流入係数は、単位時間あたりに矮小銀河に流入するガス質量を表しており、 $[10^6 M_{\odot}/\text{Gyr}]$ という単位になる。流入のタイムスケールと Ia 型超新星の遅延時間は、 $[\text{Gyr}]$ という単位で与える。

各矮小銀河のパラメータセットは表 10 のように与えた。

	Fornax	Sculptor	Leo II	Sextans
初期質量係数 M_{init}	1~10	5~50	5~50	5~50
流出係数 $[M_{\odot}/\text{SN}]$	10 ~ 5,000	100 ~ 50,000	100 ~ 50,000	100 ~ 50,000
流入係数 $[10^6 M_{\odot}/\text{Gyr}]$	0~90	0~90	0~9	0~180
流入タイムスケール $[\text{Gyr}]$	1~10	0.5~5	1~10	0.2~2
遅延時間 $[\text{Gyr}]$	0.1, 0.5	0.1, 0.5	0.1, 0.5	0.1, 0.5

表 10: 各矮小銀河のパラメータ区間。遅延時間以外のパラメータは、示されている値の区間で 10 のビンに分けた。ただし流出係数は対数スケールでビンに分けた。

Ia 型超新星の遅延時間は示されている値を用いたが、他のパラメータは示されている値の区間を 10 のビンに分けた値を用いている（「5~50」であれば、「5, 10, 15, ..., 45, 50」）。ただしガス流出係数については、示されている値の区間を対数スケールでビンに分けている。これによりモデル計算には矮小銀河それぞれに 20,000 通りのパラメータセットが用意された。それぞれのパラメータセットで化学進化を計算して観測量との χ^2 値を計算した。

各矮小銀河について結果を見ていく。

Fornax

Fornax のパラメータセットのうち、それぞれの遅延時間で χ^2 値が最小となる組み合わせは表 11 のようになった。また、表 11 のパラメータセットによる計算結果は図 58 のようになった。計算された金属量分布は幅が狭く、平均金属量が $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 1$ 付近にあるという特徴を説明できているが、観測された金属量分布は $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 1$ を中心とした狭い範囲に集中しているのに対し、モデル曲線は低金属量側にすそ ("tail") を持っていることが分かる。元素組成比については、遅延時間が 0.5 Gyr の方が定性的に観測とよく一致している。しかしガス質量と星質量の振る舞いを見てみると、最終的にガス質量の方が多くなっていることが分かる。これは現在の Fornax においてガスがほとんど観測されていないことと矛盾する。

各パラメータを横軸にとり、金属量分布での χ^2 値の対数を縦軸にとると図 57 のようになる。 χ^2 値に比べて各パラメータごとの差が非常に小さく、パラメータの収束傾向がほとんど見られないことが分かる。流入のタイムスケールや、遅延時間が 0.5 Gyr の場合の初期質量係数においてわずかな収束傾向が見られるが、 χ^2 値の差は数%である。

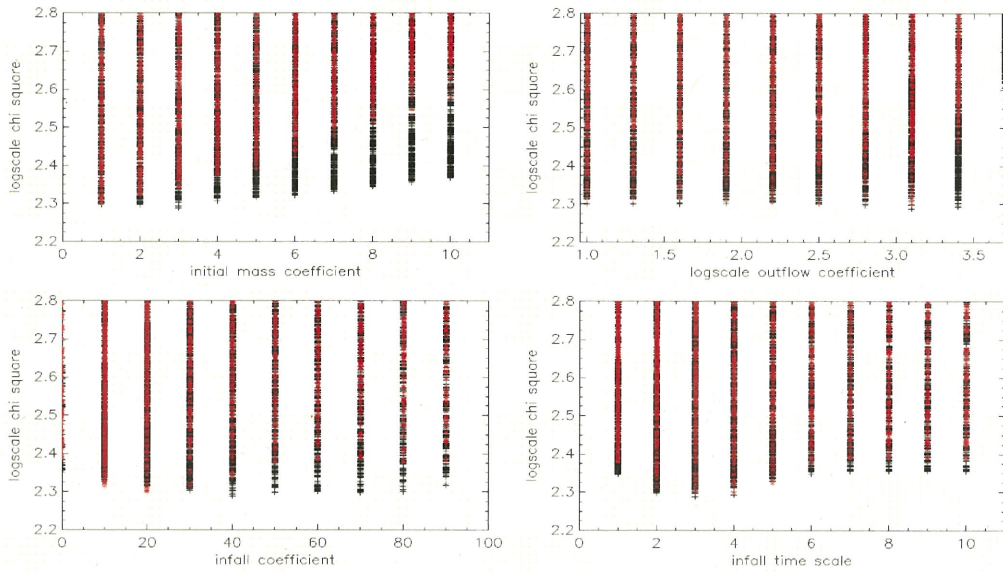


図 57: 横軸に各種パラメータ、縦軸に Fornax の金属量分布での χ^2 の対数をとった図。左上が初期質量係数、右上が流出係数の対数、左下が流入係数、右下が流入のタイムスケールを横軸にそれぞれとった図である。また色の違いは遅延時間を表しており、黒が 0.1 Gyr、赤が 0.5 Gyr である。

遅延時間 0.1Gyr					遅延時間 0.5Gyr				
M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	χ^2 値	M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	χ^2 値
3	1256	40	3	194.180	1	1256	20	4	199.514

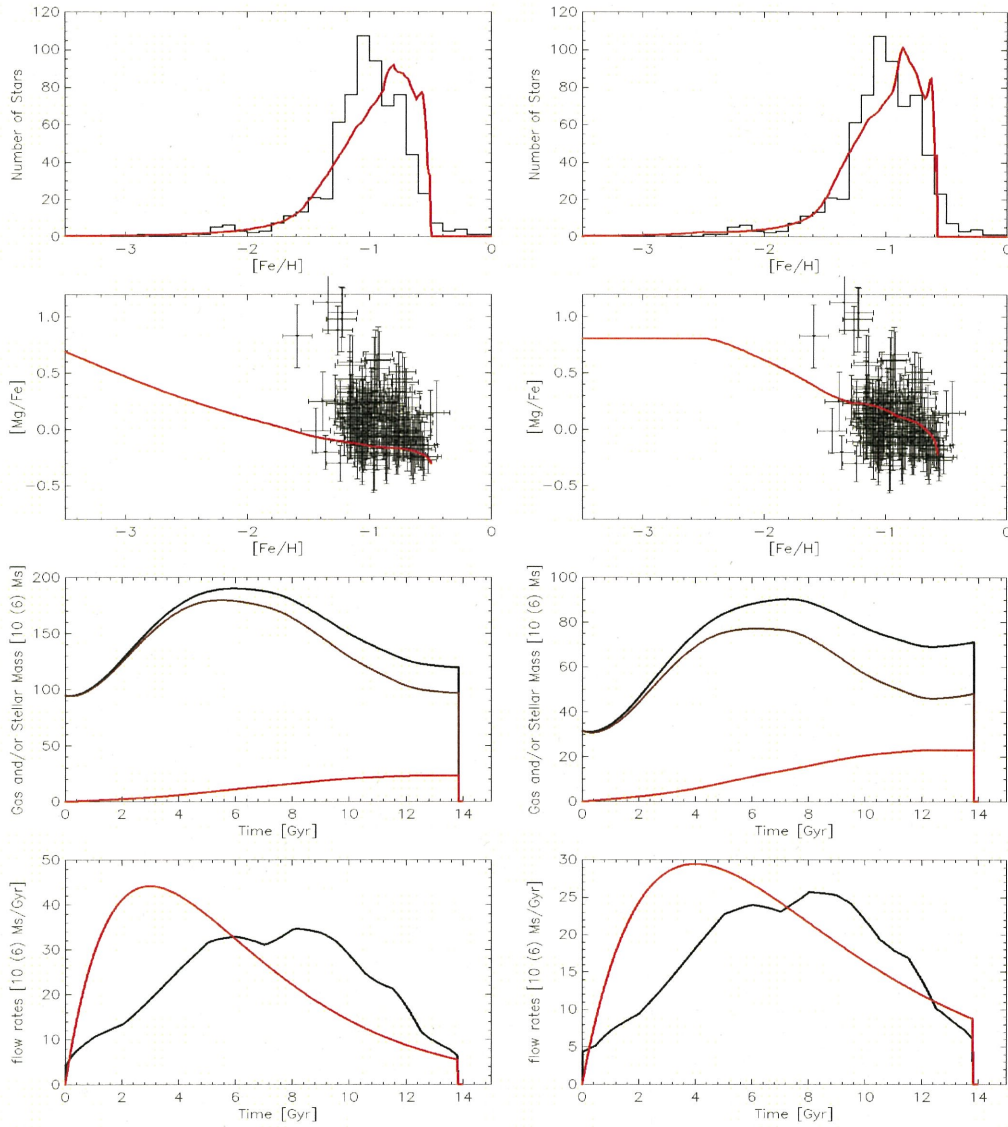
表 11: 遅延時間が 0.1, 0.5Gyr それぞれで χ^2 値が最小となるパラメータセット。

図 58: 表 11 のパラメータセットから計算された、Fornax の理論曲線。左列が遅延時間が 0.1Gyr の場合、右列が 0.5Gyr の場合を示している。上段と中上段の図は金属量分布と元素組成比 ($[\text{Mg}/\text{Fe}]$) の図で、黒が Kirby, et al.(2010)[11] による観測値で、赤が化学進化モデルによる計算結果である。中下段の図は総質量 (黒) とガス質量 (茶)、星質量 (赤) の時間変化を示している。下段の図はガスの流出率 (黒) と流入率 (赤) の時間変化を示している。

Sculptor

Sculptor のパラメータセットのうち、それぞれの遅延時間で χ^2 値が最小となる組み合わせは表 12 のようになった。また、表 12 のパラメータセットによる計算結果は図 60 のようになった。モデル曲線は観測された金属量分布を定性的には説明できている。ただし遅延時間が 0.1Gyr の場合は、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2$ 付近での星の割合が観測されたものより低い。元素組成比については遅延時間が 0.5Gyr の方が定性的に観測と一致している。しかし遅延時間が 0.5Gyr の場合は、最終的にガスの質量が星の質量を大きく上回るようになってしまっているため、実際の Sculptor ではガスがほとんど観測されていないことと矛盾している。

各パラメータを横軸にとり、金属量分布での χ^2 値の対数を縦軸にとると図 59 のようになる。 χ^2 値に比べて各パラメータごとの差が非常に小さく、パラメータの収束傾向がほとんど見られないことが分かる。遅延時間が 0.5Gyr の場合の初期質量係数においてわずかな収束傾向が見られるが、 χ^2 値の差は数%である。

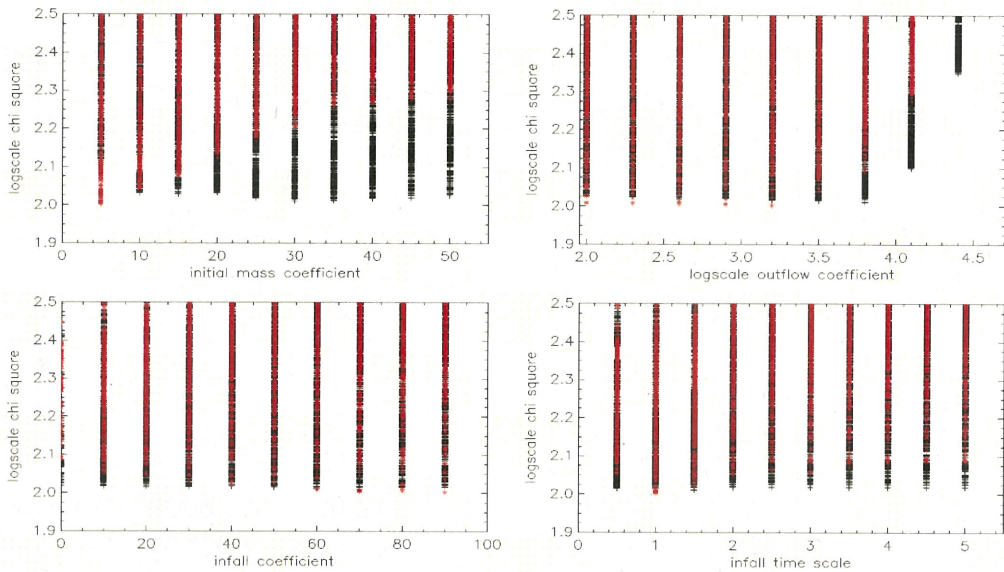


図 59: 横軸に各種パラメータ、縦軸に Sculptor の金属量分布での χ^2 の対数をとった図。左上が初期質量係数、右上が流出係数の対数、左下が流入係数、右下が流入のタイムスケールを横軸にそれぞれとった図である。また色の違いは遅延時間を表しており、黒が 0.1Gyr、赤が 0.5Gyr である。

遅延時間 0.1Gyr					遅延時間 0.5Gyr				
M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	χ^2 値	M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	χ^2 値
30	6299	70	1.5	102.566	5	1583	90	1.0	100.485

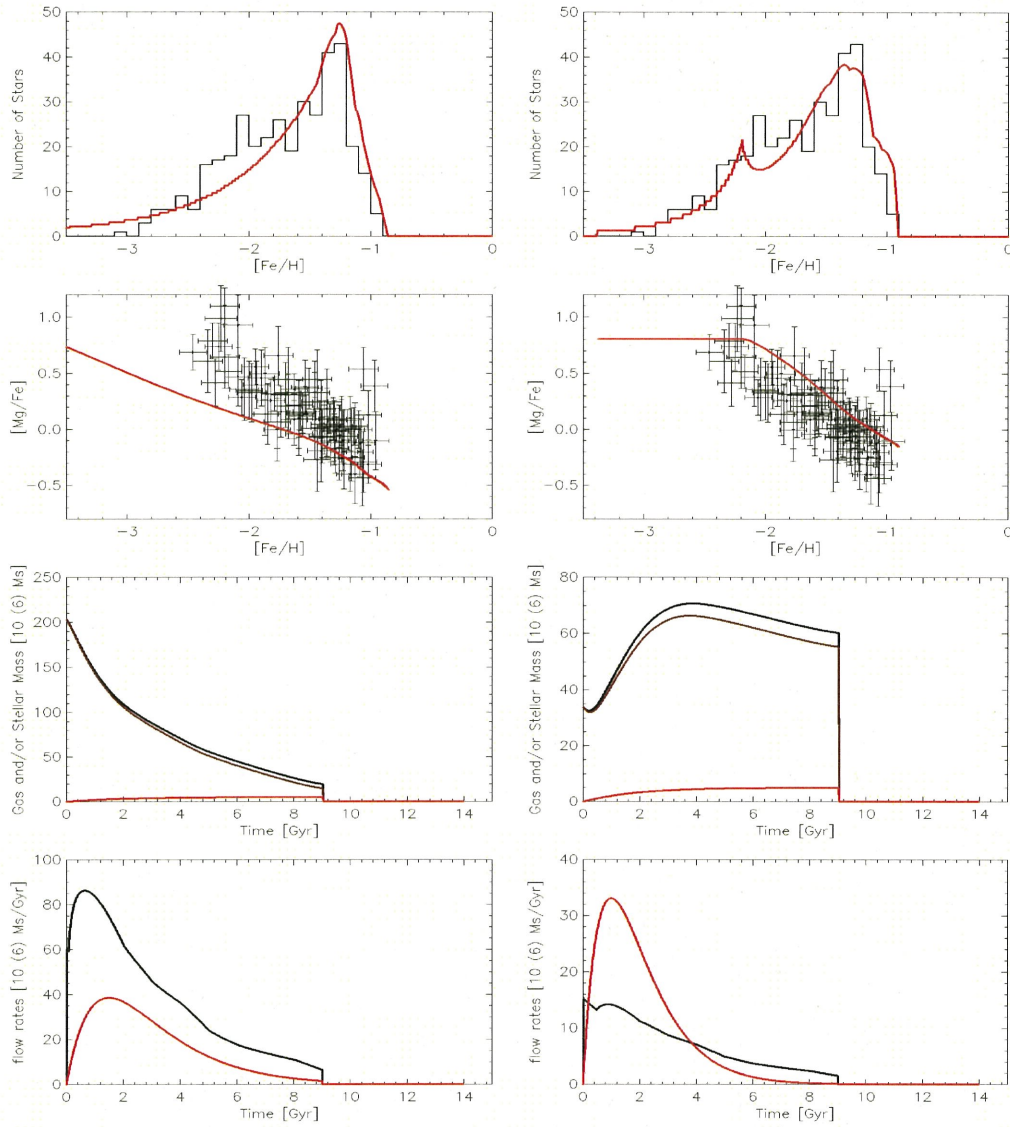
表 12: 遅延時間が 0.1, 0.5Gyr それぞれで χ^2 値が最小となるパラメータセット。

図 60: 表 12 のパラメータセットから計算された、Sculptor の理論曲線。左列が遅延時間が 0.1Gyr の場合、右列が 0.5Gyr の場合を示している。上段と中上段の図は金属量分布と元素組成比 ($[\text{Mg}/\text{Fe}]$) の図で、黒が Kirby, et al.(2010)[11] による観測値で、赤が化学進化モデルによる計算結果である。中下段の図は総質量 (黒) とガス質量 (茶)、星質量 (赤) の時間変化を示している。下段の図はガスの流出率 (黒) と流入率 (赤) の時間変化を示している。

Leo II

Leo II のパラメータセットのうち、それぞれの遅延時間で χ^2 値が最小となる組み合わせは表 13 のようになった。また、表 13 のパラメータセットによる計算結果は図 62 のようになった。どちらの遅延時間の場合であっても、金属量分布は観測されたものを説明できている。元素組成比については、遅延時間が 0.5Gyr の方が定性的によく一致する。しかしどちらの遅延時間の場合であっても、最終的なガス質量が星質量を大きく上回ってしまっているため、実際の Leo II でガスがほとんど観測されていないことと矛盾する。

各パラメータを横軸にとり、金属量分布での χ^2 値の対数を縦軸にとると図 61 のようになる。 χ^2 値に比べて各パラメータごとの差が非常に小さく、パラメータの収束傾向がほとんど見られないことが分かる。遅延時間が 0.5Gyr の場合の初期質量係数においてわずかな収束傾向が見られるが、 χ^2 値の差は数%である。

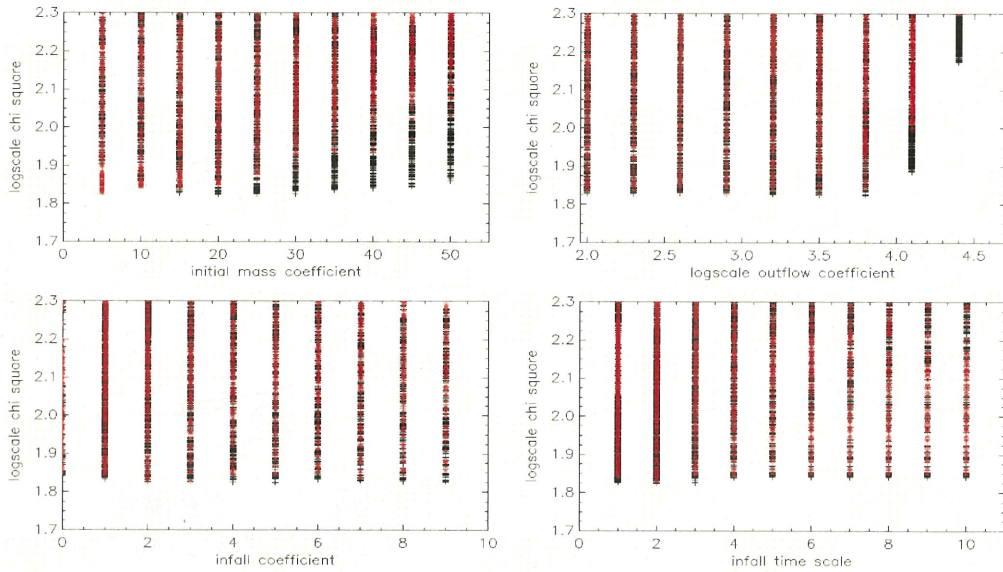


図 61: 横軸に各種パラメータ、縦軸に Leo II の金属量分布での χ^2 の対数をとった図。左上が初期質量係数、右上が流出係数の対数、左下が流入係数、右下が流入のタイムスケールを横軸にそれぞれとった図である。また色の違いは遅延時間を表しており、黒が 0.1Gyr、赤が 0.5Gyr である。

遅延時間 0.1Gyr					遅延時間 0.5Gyr				
M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	χ^2 値	M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	χ^2 値
20	6299	5	2.0	66.7359	5	3158	3	2.0	67.1715

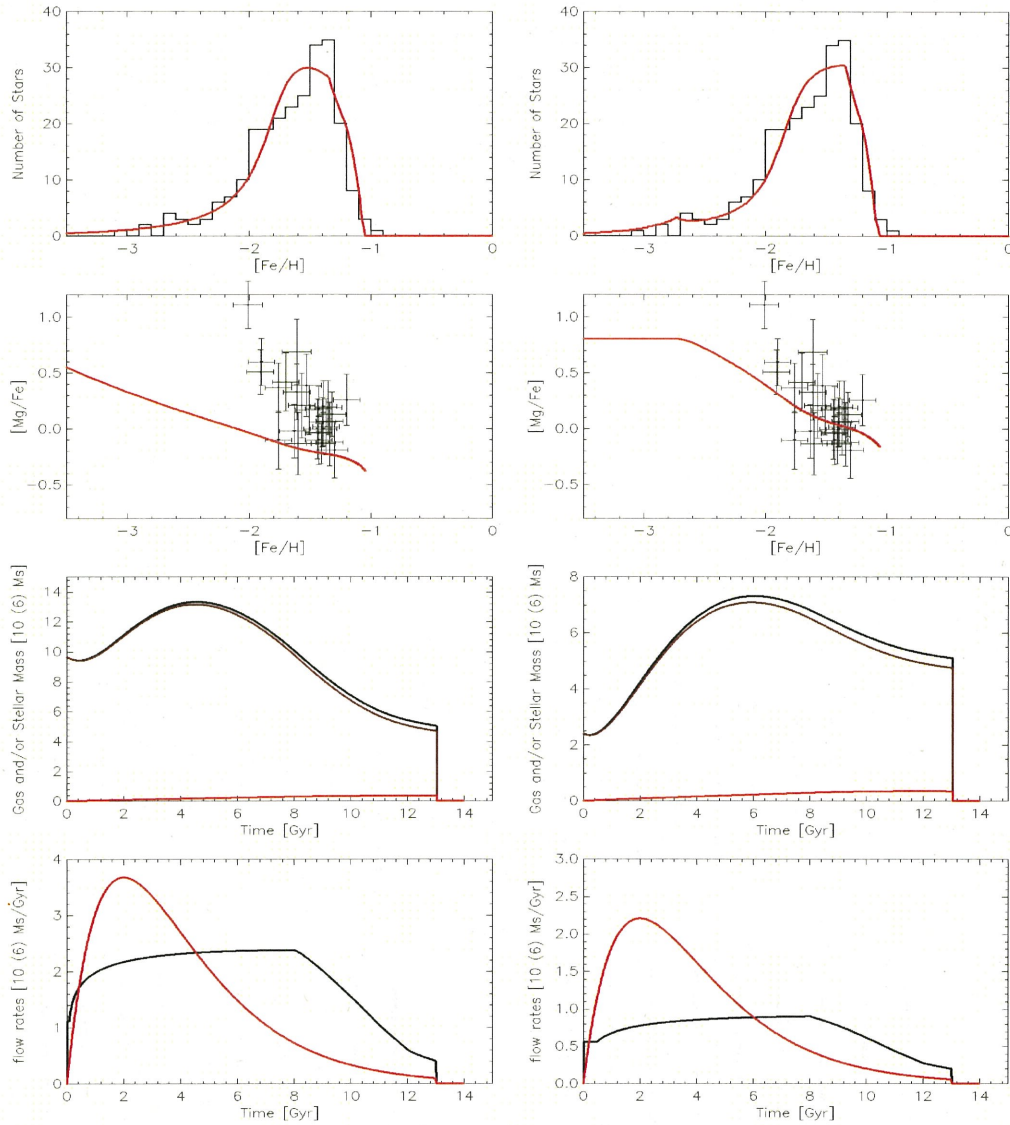
表 13: 遅延時間が 0.1, 0.5Gyr それぞれで χ^2 値が最小となるパラメータセット。

図 62: 表 13 のパラメータセットから計算された、Leo II の理論曲線。左列が遅延時間が 0.1Gyr の場合、右列が 0.5Gyr の場合を示している。上段と中上段の図は金属量分布と元素組成比 ([Mg/Fe]) の図で、黒が Kirby, et al.(2010)[11] による観測値で、赤が化学進化モデルによる計算結果である。中下段の図は総質量 (黒) とガス質量 (茶)、星質量 (赤) の時間変化を示している。下段の図はガスの流出率 (黒) と流入率 (赤) の時間変化を示している。

Sextans

Sextans のパラメータセットのうち、それぞれの遅延時間で χ^2 値が最小となる組み合わせは表 14 のようになった。また、表 14 のパラメータセットによる計算結果は図 64 のようになった。どちらの遅延時間の場合であっても、金属量分布は概ね説明できている。遅延時間が 0.5Gyr の場合に特徴的なピークが見られるが、観測誤差などでなまらされる可能性を考えた場合、金属量分布全体の形には影響しない。元素組成比については、遅延時間が 0.5Gyr の方が定性的に観測と一致している。しかし最終的なガス質量と星質量の割合を見たとき、遅延時間が 0.5Gyr の場合はガス質量の割合が非常に大きくなってしまっている。これは Sextans でガスがほとんど観測されていないことと矛盾する。

各パラメータを横軸にとり、金属量分布での χ^2 値の対数を縦軸にとると図 63 のようになる。 χ^2 値に比べて各パラメータごとの差が非常に小さく、パラメータの収束傾向がほとんど見られないことが分かる。いずれのパラメータであっても χ^2 値の差は数%未満である。

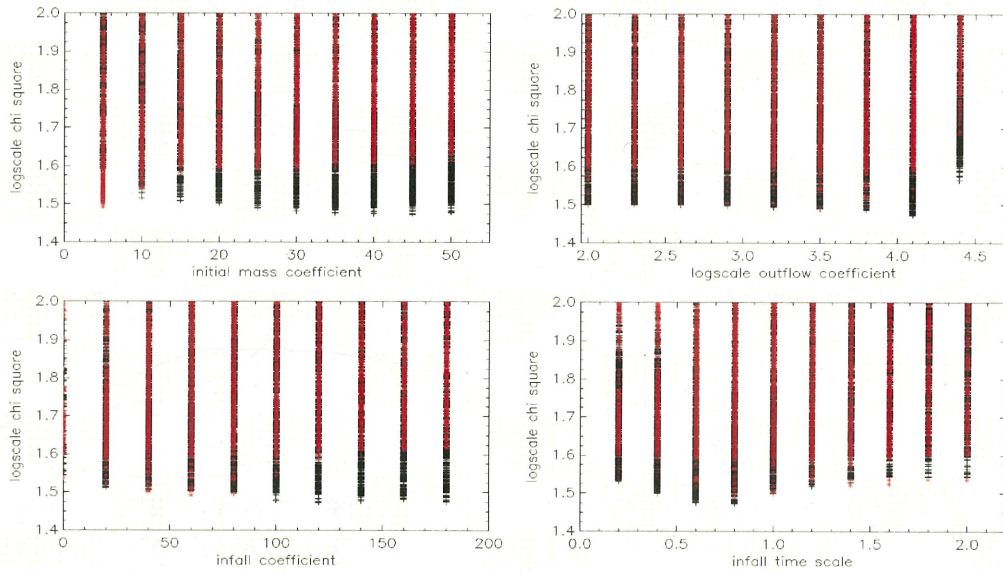


図 63: 横軸に各種パラメータ、縦軸に Sextans dSph の金属量分布での χ^2 の対数をとった図。左上が初期質量係数、右上が流出係数の対数、左下が流入係数、右下が流入のタイムスケールを横軸にそれぞれとった図である。また色の違いは遅延時間を表しており、黒が 0.1Gyr、赤が 0.5Gyr である。

遅延時間 0.1Gyr					遅延時間 0.5Gyr				
M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	χ^2 値	M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	χ^2 値
45	12566	120	0.8	29.7371	5	3158	60	0.8	31.1069

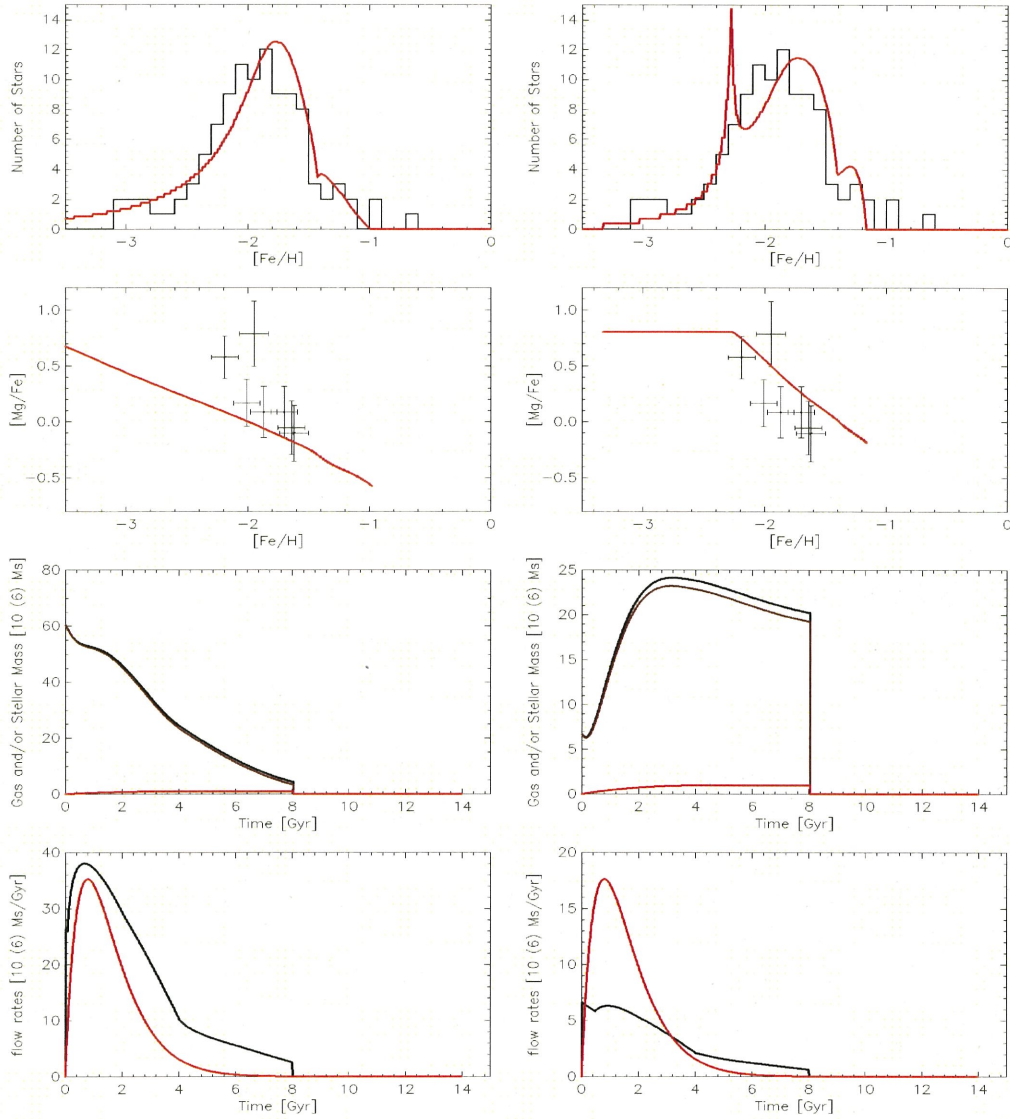
表 14: 遅延時間が 0.1, 0.5Gyr それぞれで χ^2 値が最小となるパラメータセット。

図 64: 表 13 のパラメータセットから計算された、Sextans の理論曲線。左列が遅延時間が 0.1Gyr の場合、右列が 0.5Gyr の場合を示している。上段と中上段の図は金属量分布と元素組成比 ($[\text{Mg}/\text{Fe}]$) の図で、黒が Kirby, et al.(2010)[11] による観測値で、赤が化学進化モデルによる計算結果である。中下段の図は総質量 (黒) とガス質量 (赤)、星質量 (青) の時間変化を示している。下段の図はガスの流出率 (黒) と流入率 (赤) の時間変化を示している。

〈計算結果のまとめ〉

以上4つの dSph を解析した結果について見てきたが、以下のようなことが言える。

1. χ^2 値を最小とするパラメータセットによる金属量分布は、いずれの dSph であっても観測された金属量分布をおよそ再現できている。
2. χ^2 値を最小とするモデルであっても、最終的なガス質量が実際の観測と矛盾しているためベストモデルとは言えない。
3. 元素組成比は遅延時間が 0.5 Gyr の場合の方が、定性的に観測とよく一致する。
4. 各パラメータを横軸にとった図からは、ある値で χ^2 値が顕著に低くなるという傾向が見られないことから、5つのパラメータの組み合わせ次第で似通った金属量分布が導ける。すなわち金属量分布に対しては、5つのパラメータが及ぼす効果は互いに縮退していると考えられる。

これらの結果のうち、4について調べてみた。

A.2.4 パラメータによる金属量分布への影響

各パラメータを動かしたときに金属量分布にどのような変化が現れるかについて、図 65~69 にそれぞれ示した。初期質量係数については、値を大きくするほど金属量分布が低金属量側へズレていることが分かる。流出係数については変化の現れ方が規則的でなく、ずらし方によって金属量分布がどのように変化するか予測できない。流入係数と流入パラメータによる金属量分布への効果は似通っており、流入係数または流入タイムスケールが大きいほど金属量分布の幅は狭くなっていることが分かる。遅延時間については、長いほど金属量分布は低金属量側へズレていることが分かる。

A.2.5 Pre-study Model での結論

Pre-study Model では5つのフリーパラメータを用いて金属量分布の再現を試みたが、観測された金属量分布を説明できるモデル候補は複数あることが分かった。それらの中には最終的なガス質量が現在の観測と矛盾しているようなモデルもあったが、少なくとも金属量分布と元素組成比のみからモデルの妥当性を検証することはできなかった。これを踏まえて各パラメータによる金属量分布への効果を調べて見たところ、流入係数と流入タイムスケールの効果は縮退しており、また他のパラメータについても金属量分布の特徴から値を決定できるような兆候は見られなかった。

これより本研究では、最終的なガス質量が現在の観測と矛盾しないようなモデルであり、なおかつパラメータを少なくして金属量分布への効果を見やすくできるモデルとして、A.2 節冒頭で述べた (2) のモデルを用いて矮小銀河の金属量分布の解析を改めて行った。

		M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	τ_{delay}
Fornax	黒線 (基準)	3	1256	40	3	0.1
	赤点線	1	1256	40	3	0.1
	赤鎖線	5	1256	40	3	0.1
Sculptor	黒線 (基準)	5	1583	90	1.0	0.5
	赤点線	4	1583	90	1.0	0.5
	赤鎖線	6	1583	90	1.0	0.5
Leo II	黒線 (基準)	20	6299	5	2.0	0.1
	赤点線	15	6299	5	2.0	0.1
	赤鎖線	25	6299	5	2.0	0.1
Sextans	黒線 (基準)	45	12566	120	0.8	0.1
	赤点線	40	12566	120	0.8	0.1
	赤鎖線	50	12566	120	0.8	0.1

表 15: 図 65 で示されている各モデル曲線のパラメータセット。初期質量係数のみを変えている。

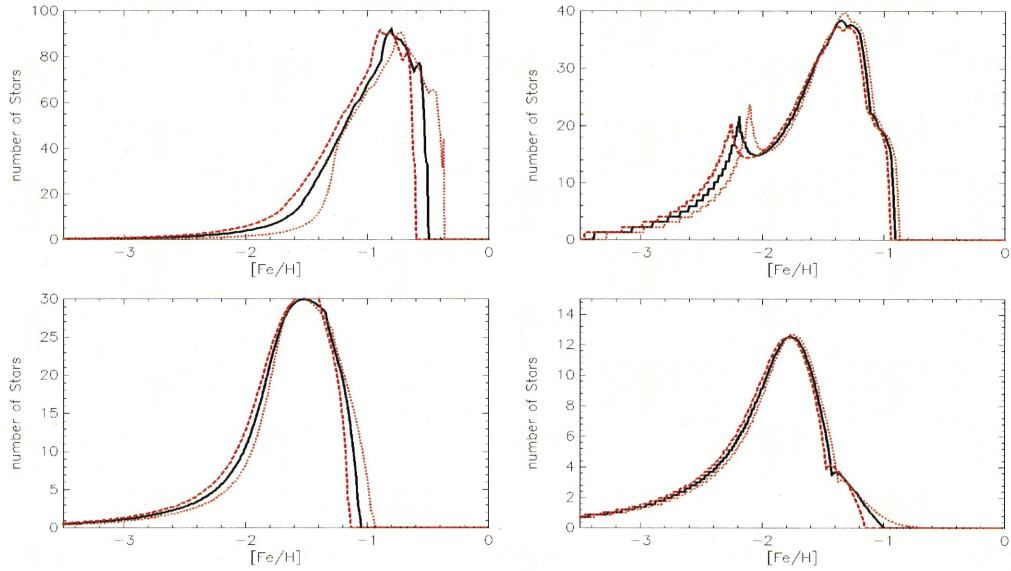


図 65: 初期質量係数を変えた場合の金属量分布の比較。それぞれ、Fornax (左上)、Sculptor (右上)、Leo II (左下)、Sextans (右下) である。

		M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	τ_{delay}
Fornax	黒線 (基準)	3	1256	40	3	0.1
	赤点線	3	629	40	3	0.1
	赤鎖線	3	2506	40	3	0.1
Sculptor	黒線 (基準)	5	1583	90	1.0	0.5
	赤点線	5	793	90	1.0	0.5
	赤鎖線	5	3158	90	1.0	0.5
Leo II	黒線 (基準)	20	6299	5	2.0	0.1
	赤点線	20	3158	5	2.0	0.1
	赤鎖線	20	12566	5	2.0	0.1
Sextans	黒線 (基準)	45	12566	120	0.8	0.1
	赤点線	45	6299	120	0.8	0.1
	赤鎖線	45	25065	120	0.8	0.1

表 16: 図 66 で示されている各モデル曲線のパラメータセット。初期質量係数のみを変えている。

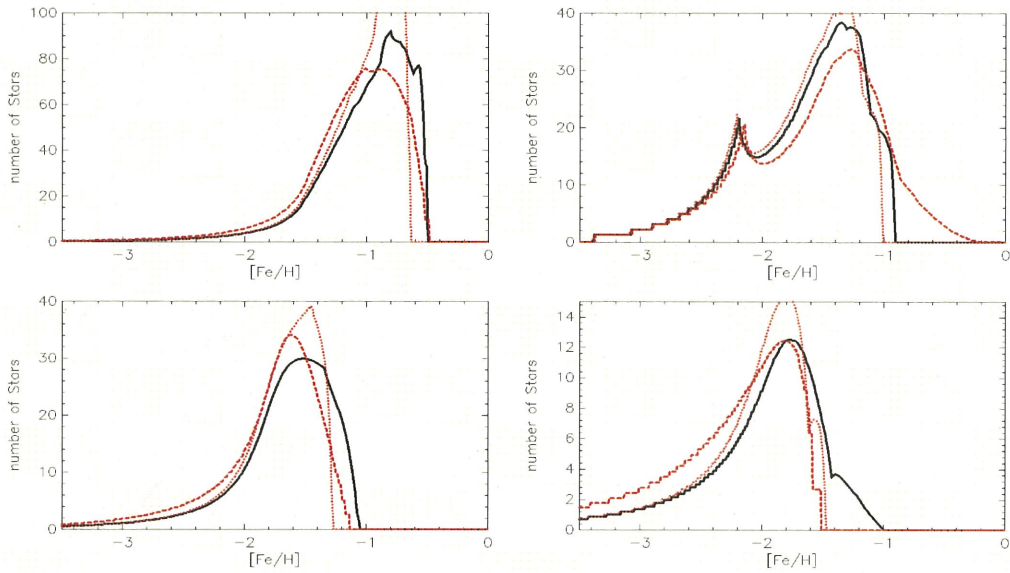


図 66: 流出係数を変えた場合の金属量分布の比較。それぞれ、Fornax (左上)、Sculptor (右上)、Leo II (左下)、Sextans (右下) である。

		M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	τ_{delay}
Fornax	黒線 (基準)	3	1256	40	3	0.1
	赤点線	3	1256	30	3	0.1
	赤鎖線	3	1256	50	3	0.1
Sculptor	黒線 (基準)	5	1583	90	1.0	0.5
	赤点線	5	1583	80	1.0	0.5
	赤鎖線	5	1583	100	1.0	0.5
Leo II	黒線 (基準)	20	6299	5	2.0	0.1
	赤点線	20	6299	4	2.0	0.1
	赤鎖線	20	6299	6	2.0	0.1
Sextans	黒線 (基準)	45	12566	120	0.8	0.1
	赤点線	45	12566	100	0.8	0.1
	赤鎖線	45	12566	140	0.8	0.1

表 17: 図 67 で示されている各モデル曲線のパラメータセット。初期質量係数のみを変えている。

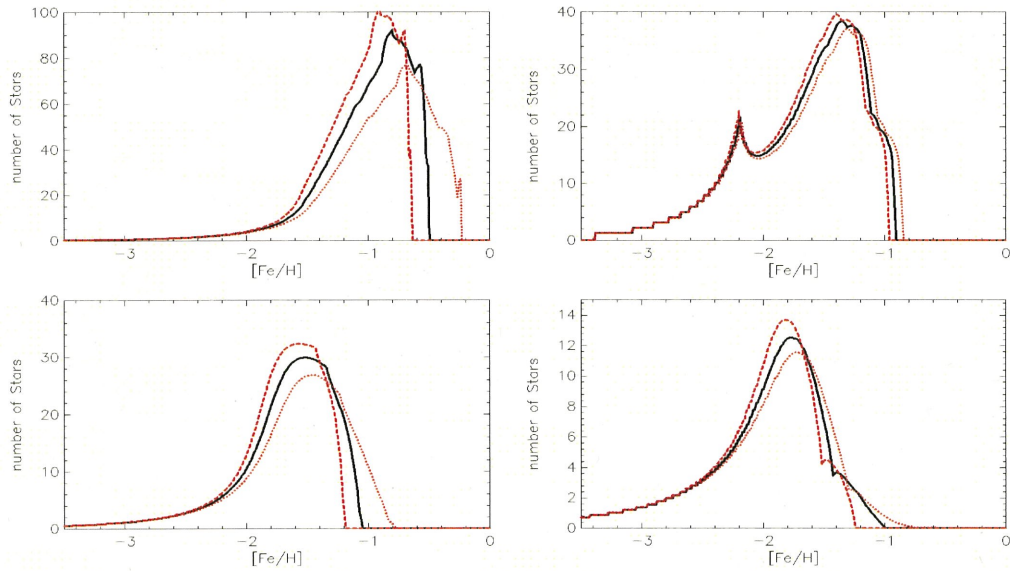


図 67: 流入係数を変えた場合の金属量分布の比較。それぞれ、Fornax (左上)、Sculptor (右上)、Leo II (左下)、Sextans (右下) である。

		M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	τ_{delay}
Fornax	黒線 (基準)	3	1256	40	3	0.1
	赤点線	3	1256	40	2	0.1
	赤鎖線	3	1256	40	4	0.1
Sculptor	黒線 (基準)	5	1583	90	1.0	0.5
	赤点線	5	1583	90	0.5	0.5
	赤鎖線	5	1583	90	1.5	0.5
Leo II	黒線 (基準)	20	6299	5	2.0	0.1
	赤点線	20	6299	5	1.5	0.1
	赤鎖線	20	6299	5	2.5	0.1
Sextans	黒線 (基準)	45	12566	120	0.8	0.1
	赤点線	45	12566	120	0.6	0.1
	赤鎖線	45	12566	120	1.0	0.1

表 18: 図 68 で示されている各モデル曲線のパラメータセット。初期質量係数のみを変えている。

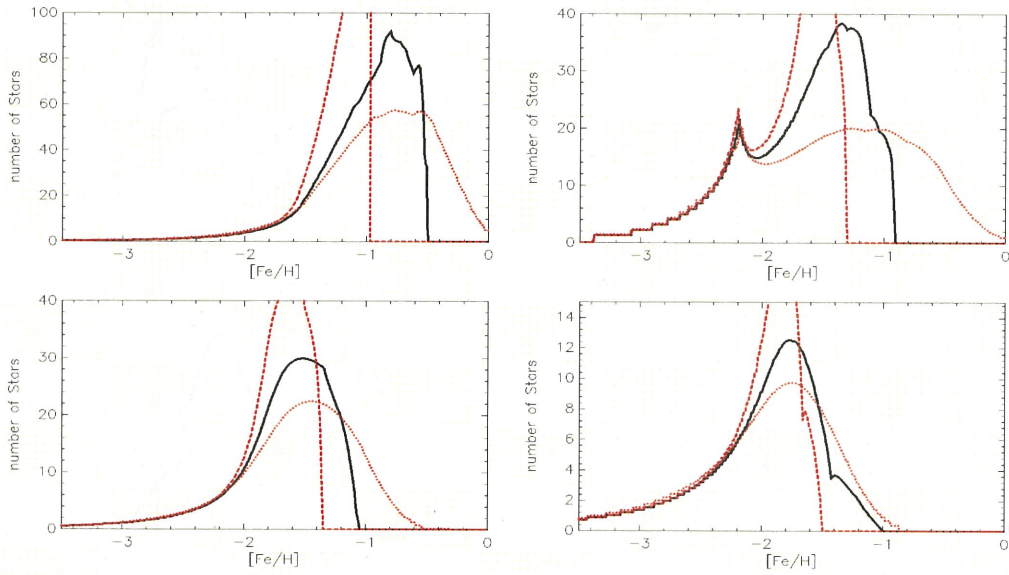


図 68: 流入タイムスケールを変えた場合の金属量分布の比較。それぞれ、Fornax (左上)、Sculptor (右上)、Leo II (左下)、Sextans (右下) である。

		M_{init}	A_{out}	A_{in}	τ_{in}	τ_{delay}
Fornax	黒線 (基準)	3	1256	40	3	0.1
	赤線	3	1256	40	3	0.5
Sculptor	黒線 (基準)	5	1583	90	1.0	0.5
	赤点線	5	1583	90	1.0	0.1
Leo II	黒線 (基準)	20	6299	5	2.0	0.1
	赤点線	20	6299	5	2.0	0.5
Sextans	黒線 (基準)	45	12566	120	0.8	0.1
	赤点線	45	12566	120	0.8	0.5

表 19: 図 69 で示されている各モデル曲線のパラメータセット。初期質量係数のみを変えている。

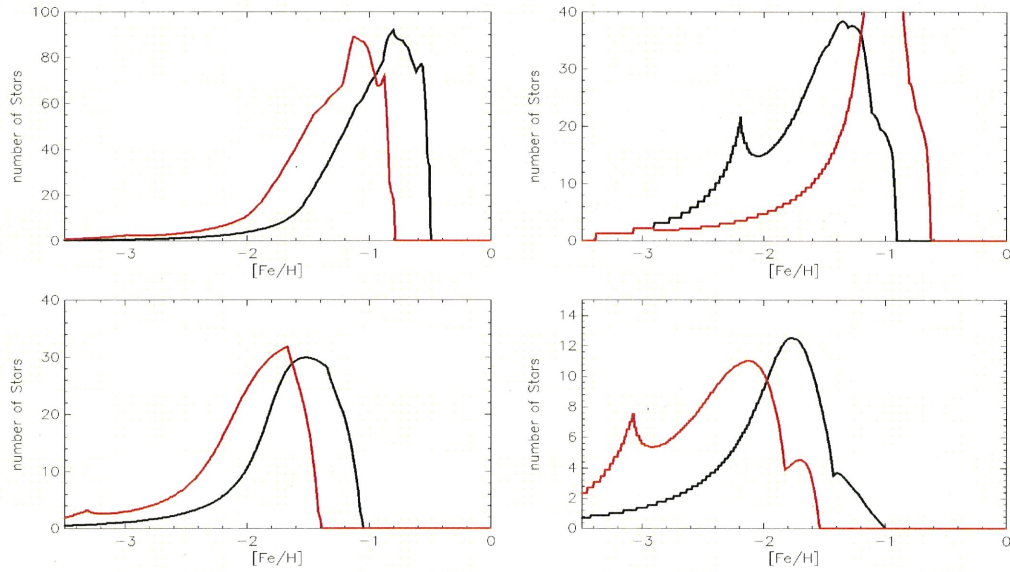


図 69: 遅延時間を変えた場合の金属量分布の比較。それぞれ、Fornax (左上)、Sculptor (右上)、Leo II (左下)、Sextans (右下) である。Sculptor dSph だけ黒線が 0.5Gyr を表しており、他は黒線が 0.1Gyr を表している。

謝辞

この度、修士論文を作成するにあたって、指導教官の村山卓先生に大変お世話になりました。修士課程2年を通して、天文学の基礎知識から研究テーマの選定、研究に対する姿勢などあらゆる面でご支援をいただきました。ゼミにおいては筆者が教科書などから汲み取れなかった箇所について、わかりやすくまた背景知識も含めてご教授してくださいました。研究テーマの選定にあたっては、題材の探し方や研究の内容について、筆者の意志に添えるように指導してくださいました。また研究を進めるにあたって筆者が取りこぼしたことや気づけなかったことについて、その都度助言をいただきました。なかでも、1度では理解しない筆者に対して何度も繰り返し指導して下さることに大変感謝しております。この修士論文を作成するにあたっては構成や書く内容などで具体的な助言をいただきました。この場を借りて、篤くお礼を述べさせていただきます。

また研究内容について助言をいただきました、千葉証司先生にお礼申し上げます。筆者の研究内容についての背景や研究の現状など、研究を進める上で必要となる知識について助言していただきました。また筆者が取りこぼしたことや気づけなかったことについて指摘していただきました。この場を借りて、深くお礼を述べさせていただきます。

また、市川隆先生、山田亨先生、秋山正幸先生、田中幹人先生をはじめ、東北大学天文学教室の先生方、スタッフの方々には、筆者が研究をする上で必要な知識や研究を進めていく上で考えていくべきことなど、筆舌に尽くしがたい支援をいただきました。この場を借りて、お礼を述べさせていただきます。

また、経済的・精神的に支援していただきました筆者の家族、さらに研究以外のことでも相談にのってくださった先輩・友人・後輩に、心より感謝いたします。

参考文献

- [1] N. Arimoto and Y. Yoshii. Chemical and photometric properties of a galactic wind model for elliptical galaxies. *A&A*, Vol. 173, p. 23, 1987.
- [2] J. Audouze and B. M. Tinsley. Chemical evolution of galaxies. *ARA&A*, Vol. 14, p. 43, 1976.
- [3] T. J. L. de Boer, E. Tolstoy, V. Hill, A. Saha, K. Olsen, E. Starkenburg, B. Lemasle, M. J. Irwin, and G. Battaglia. The star formation and chemical evolution history of the sculptor dwarf spheroidal galaxy. *A&A*, Vol. 539, p. 103, 2012.
- [4] T. J. L. de Boer, E. Tolstoy, V. Hill, A. Saha, E. W. Olszewski, M. Mateo, E. Starkenburg, G. Battaglia, and M. G. Walker. The star formation and chemical evolution history of the for-nax dwarf spheroidal galaxy. *A&A*, Vol. 544, p. 73, 2012.
- [5] A. E. Dolphin. Numerical methods of star formation history measurement and applications to seven dwarf spheroidals. *MNRAS*, Vol. 332, p. 91, 2002.
- [6] C. Ikuta and N. Arimoto. Extended star formation in dwarf spheroidal galaxies: The cases of draco, sextans, and ursa minor. *A&A*, Vol. 391, p. 55, 2001.
- [7] K. Iwamoto, F. Brachwitz, K. Nomoto, N. Kishimoto, H. Umeda, W. R. Hix, and F.-K. Thielemann. Nucleosynthesis in chandrasekhar mass models for type ia supernovae and constraints on progenitor systems and burning-front propagation. *ApJS*, Vol. 125, p. 439, 1999.
- [8] A. I. Karakas. Updated stellar yields from asymptotic giant branch models. *MNRAS*, Vol. 403, p. 1413, 2010.
- [9] E. N. Kirby, J. G. Cohen, G. H. Smith, S. R. Majewski, S. T. Sohn, and P. Guhathakurta. Multi-element abundance measurements from medium-resolution spectra. iv. alpha element distributions in milky way satellite galaxies. *ApJ*, Vol. 727, p. 79, 2011.
- [10] E. N. Kirby, P. Guhathakurta, M. Bolte, C. Sneden, and M. C. Geha. Multi-element abundance measurements from medium-resolution spectra. i. the sculptor dwarf spheroidal galaxy. *ApJ*, Vol. 705, p. 328, 2009.
- [11] E. N. Kirby, P. Guhathakurta, J. D. Simon, M. C. Geha, C. M. Rockosi, C. Sneden, J. G. Cohen, S. T. Sohn, S. R. Majewski, and M. Siegel. Multi-element abundance measurements from medium-resolution spectra. ii. catalog of stars in milky way dwarf satellite galaxies. *ApJS*, Vol. 191, p. 352, 2010.
- [12] E. N. Kirby, G. A. Lanfranchi, J. D. Simon, J. G. Cohen, and P. Guhathakurta. Multi-element abundance measurements from medium-resolution spectra. iii. metallicity distributions of milky way dwarf satellite galaxies. *ApJ*, Vol. 727, p. 78, 2011.
- [13] P. Kroupa, C. A. Tout, and G. Gilmore. The distribution of low-mass stars in the galactic disc. *MNRAS*, Vol. 262, p. 545, 1993.
- [14] G. A. Lanfranchi and F. Matteucci. Chemical evolution of dwarf spheroidal and blue compact galaxies. *MNRAS*, Vol. 345, p. 71, 2003.

- [15] G. A. Lanfranchi and F. Matteucci. The predicted metallicity distribution of stars in dwarf spheroidal galaxies. *MNRAS*, Vol. 351, p. 1338, 2004.
- [16] G. A. Lanfranchi and F. Matteucci. Chemical evolution models for the dwarf spheroidal galaxies leo 1 and leo 2. *A&A*, Vol. 512, p. 85, 2010.
- [17] M. G. Lee, I. S. Yuk, H. S. Park, J. Harris, and D. Zaritsky. Star formation history and chemical evolution of the sextans dwarf spheroidal galaxy. *ApJ*, Vol. 703, p. 692, 2009.
- [18] B. Letarte, V. Hill, E. Tolstoy, P. Jablonka, M. Shetrone, K. A. Venn, M. Spite, M. J. Irwin, G. Battaglia, A. Helmi, F. Primas, P. Francois, A. Kaufer, T. Szeifert, N. Arimoto, and K. Sadakane. A high-resolution vlt/flames study of individual stars in the centre of the fornax dwarf spheroidal galaxy. *A&A*, Vol. 523, p. 17, 2010.
- [19] D. Lynden-Bell. The chemical evolution of galaxies. *Vistas in Astr.*, Vol. 19, p. 299, 1975.
- [20] D. Maoz, K. Sharon, and A. Gal-Yam. The supernova delay time distribution in galaxy clusters and implications for type-ia progenitors and metal enrichment. *ApJ*, Vol. 722, p. 1879, 2010.
- [21] A. Marcolini, A. D’Ercole, F. Brighenti, and S. Recchi. Star formation feedback and metal enrichment by types ia and ii supernovae in dwarf spheroidal galaxies: the case of draco. *MNRAS*, Vol. 371, p. 643, 2006.
- [22] M. L. Mateo. Dwarf galaxies of the local group. *ARA&A*, Vol. 36, p. 435, 1998.
- [23] K. J. Mighell and R. M. Rich. The leo ii dwarf spheroidal - an old galaxy with a large intermediate-age population. *AJ*, Vol. 111, p. 777, 1996.
- [24] K. Nomoto, N. Tominaga, H. Umeda, C. Kobayashi, and K. Maeda. Nucleosynthesis yields of core-collapse supernovae and hypernovae, and galactic chemical evolution. *Nucl. Phys. A*, Vol. 777, p. 424, 2006.
- [25] B. E. J. Pagel. *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*. Cambridge University Press, 2nd edition, 2009.
- [26] E. E. Salpeter. The luminosity function and stellar evolution. *ApJ*, Vol. 121, p. 161, 1955.
- [27] E. Tolstoy, V. Hill, and M. Tosi. Star-formation histories, abundances, and kinematics of dwarf galaxies in the local group. *ARA&A*, Vol. 47, p. 371, 2009.
- [28] Y. Yoshii, T. Tsujimoto, and K. Nomoto. The lifetime of type ia supernova progenitors deduced from the chemical evolution in the solar neighborhood. *ApJ*, Vol. 462, p. 266, 1996.
- [29] 塩谷泰広, 谷口義明. 銀河進化論. プレアデス出版, 第 1 版, 2009.